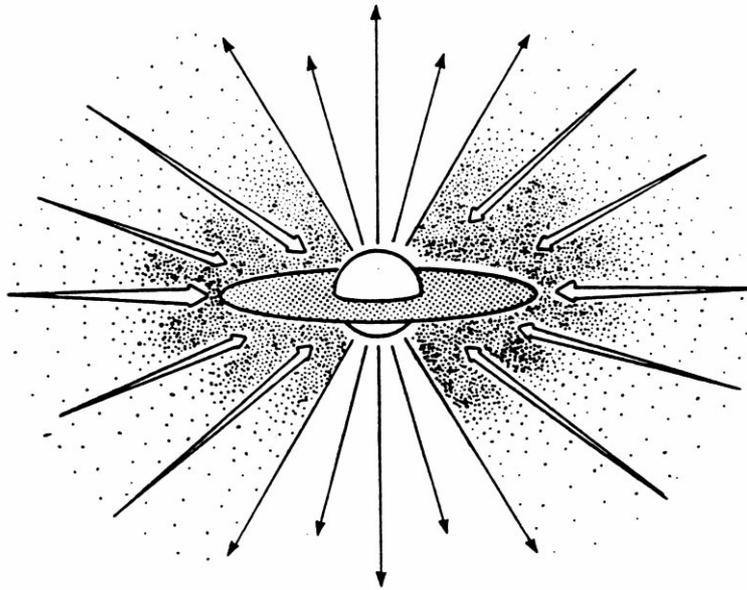


Biblioteca Comunale di Monticello Conte Otto

Corso di Astronomia



Lorenzo Roi

Novembre 1998

In copertina: venti protostellari polari e gas in caduta su disco di accrescimento.

Indice

1	La gravità	1
1.1	Gravità e relatività	3
2	L'atomo	4
2.1	Costituzione dell'atomo	4
2.2	Gli elementi chimici	5
2.3	Decodificare il messaggio: la radiazione e gli spettri	5
3	Particelle elementari	8
3.1	Costituenti fondamentali della materia	9
4	La termodinamica	11
4.1	Il secondo principio	11
4.2	Dall'ordine al caos	13
5	Stelle giovani	15
5.1	Nubi molecolari	15
5.2	Fasi protostellari	16
5.3	Innesco delle reazioni di fusione	17
5.4	Problemi	18
5.5	Stelle neonate	19
5.6	Sottoprodotti	20
6	Esplosioni stellari	20
6.1	Le novae	21
7	Esplosioni di supernovae	23
7.1	Preludio	23
7.2	Stelle di piccola massa	25
7.3	Stelle di grande massa	25
7.4	La supernova del 1987	27
8	Residui di supernova	28
8.1	Pulsar: la scoperta	28
8.2	Pulsar e stelle di neutroni	30
9	Buchi neri stellari	30
9.1	Esistono?	32
9.2	I miti sui buchi neri	32
10	Galassie	34
10.1	Nuclei galattici	34
10.2	Cattura e urti stellari	35
10.3	Le osservazioni	36
11	I quasar	37
11.1	Segni di attività	38
11.2	Quasar e Nuclei Galattici Attivi	38

12 Getti cosmici	41
12.1 La radioastronomia e tecniche di rilevazione dei getti	41
12.2 Formazione dei lobi	42
13 Buchi neri galattici	44
14 Origine dell'universo	46
14.1 Un universo omogeneo	46
14.2 L'espansione dell'universo e teoria della gravitazione	46
14.3 Natura dell'espansione	48
14.4 L'universo ha un passato	50
14.5 Materia e radiazione	51
14.6 Un secondo dopo	53
14.7 Nucleoni e deuterio	55
15 Evoluzione	56
15.1 Pesare l'universo	57
15.2 La materia oscura	58
15.3 Di che cosa è fatta?	59
16 Gli ultimi 3 minuti	60
16.1 Un universo aperto: la "morte termica" rivisitata	60
16.2 Un universo chiuso: gli ultimi tre minuti	61

Elenco delle figure

1	Seconda legge di Keplero o legge delle aree.	2
2	Deflessione della luce in prossimità di un oggetto massiccio.	4
3	Atomi e isotopi dell'elio e del carbonio.	6
4	Atomo di idrogeno e livelli energetici.	7
5	Analisi spettrale della radiazione luminosa.	8
6	Dall'atomo ai quark.	10
7	Leptoni e quark.	11
8	La "freccia del tempo".	12
9	Collasso di un nucleo denso.	16
10	Interazioni della protostella con la materia.	17
11	Venti protostellari polari e gas in caduta.	18
12	Diagramma H-R e tracce di Hayashi.	19
13	Risultato di una simulazione in un sistema stella-disco.	21
14	Formazione di una nova (a,b).	22
15	Formazione di una nova (c, d, e).	22
16	Esplosione di una supernova massiccia.	24
17	Evoluzione della fusione in una stella di grande massa.	26
18	Tipici impulsi di una pulsar (PSR 0329+54).	29
19	Meccanismo di emissione di una pulsar.	31
20	Diagramma illustrativo dello spazio in prossimità di un buco nero.	33
21	Possibili scenari evolutivi per un nucleo galattico.	36
22	Caratteristiche dei <i>Nuclei Galattici Attivi</i>	40
23	Spettro dei quasar.	40
24	Modello di una radiogalassia.	42
25	Schema delle radiosorgenti doppie.	43
26	Modello a getto rotante per il sistema SS433.	44
27	Rappresentazione di onde emesse da una sorgente in moto.	47
28	Rappresentazione grafica della legge di Hubble.	48
29	Spettro di una galassia lontana (Markarian 609) con redshift.	49
30	Modello unidimensionale di universo in espansione.	49
31	Variazione di intensità della radiazione di fondo con la frequenza.	52
32	Densità di energia della materia e della radiazione.	53
33	Abbondanze percentuali della massa totale di idrogeno e dell'elio.	55
34	Espansione dell'universo e possibili scenari.	57
35	Velocità osservate e teoriche per due galassie.	59
36	Rappresentazione della concezione moderna della "morte termica".	61

Elenco delle tabelle

1	I leptoni.	9
2	I quark.	11
3	Tempi di permanenza nelle prime fasi evolutive.	20
4	Densità numeriche all'età di 1 secondo.	54

Biblioteca Comunale di Monticello Conte Otto

Lezione 1. La fisica di base

1 La gravità

La gravità è una forza universale nel vero senso della parola. Non c'è sostanza, né tipo di particella che sia immune dai suoi effetti; persino la luce li subisce. Più di tre secoli or sono, fu Isaac Newton il primo a comprendere che la forza che ci tiene ancorati al suolo e che delinea la traiettoria di una palla di cannone è la stessa che mantiene la Luna in orbita attorno alla Terra. Questa forza, che più tardi venne chiamata *gravità*, determina una mutua attrazione tra tutti i corpi. Newton mostrò come il moto di ciascun pianeta del Sistema Solare sia l'effetto combinato dell'attrazione gravitazionale del Sole e di tutti gli altri pianeti, i quali vi contribuiscono ciascuno in misura diversa a seconda della massa e della reciproca distanza. Dalle equazioni concettualmente semplici di Newton derivano i calcoli che guidano le navicelle spaziali nell'esplorazione dei pianeti, che ci hanno avvertito con un anno di anticipo che la cometa Shomaker–Levy 9 sarebbe caduta su Giove e che infine ci consentono di stimare la massa della Via Lattea. Su scala cosmica è la gravità che domina su ogni altro tipo di forza. Ciascun livello significativo delle strutture gerarchiche presenti nel Cosmo — stelle, ammassi stellari, galassie e ammassi di galassie — è plasmato e mantenuto in equilibrio dalla forza di gravità.

Ma quali sono allora le caratteristiche della forza di gravitazione universale? Perché è così universale? Innanzitutto diciamo che una forza F è un *qualcosa che può produrre una accelerazione a* , cioè una variazione della velocità o una variazione della direzione del moto (che è sempre individuata dalla velocità). Per esempio, se una pietra è legata ad una fune ed è fatta girare rapidamente, essa richiede una forza per mantenersi sulla traiettoria circolare. Dobbiamo quindi 'tirare' la fune.

Per la seconda legge fondamentale della dinamica, la forza è eguale al prodotto della massa m per l'accelerazione ($F = m \cdot a$) per cui, in base a questa legge, la massa di un corpo può pure essere considerata come una misura dell'entità della forza necessaria per ottenere una particolare accelerazione ($m = F/a$). Comunemente invece si pensa alla massa come alla quantità di materia di cui è costituito un corpo. In base a ciò maggiore è la massa dell'oggetto, maggiore è la forza richiesta per produrre una data accelerazione.

A queste affermazioni (sentite più volte a scuola ...) Newton (1642–1727) aggiunse quella sulla forza di gravità: la forza che agisce tra ogni coppia di corpi che *si attraggono reciprocamente* si può scrivere come

$$F = G \cdot \frac{M_1 M_2}{R^2} \quad (1)$$

dove M_1 e M_2 sono le masse che interagiscono e R è la distanza tra i loro rispettivi centri. G invece rappresenta la costante di gravitazione universale che può essere misurata anche in laboratorio e vale

$$G = 6,67 \times 10^{-11} \frac{\text{m}^3}{\text{kg} \cdot \text{s}^2}.$$

La costante G è una delle costanti più importanti della fisica. Per apprezzare il suo valore, decisamente piccolo, stimiamo la forza con cui si attraggono due masse di 1 kg, poste ad un metro una dall'altra: questa, in base a (1), è numericamente uguale a G e corrisponde al peso di un oggetto pari a un centesimo di miliardesimo di kg! Si deduce subito che la forza di gravità dev'essere molto piccola. La sua piccolezza appare in modo ancora più evidente se la si confronta, a parità di condizioni, con la forza elettrica. Posta convenzionalmente ad 1 la forza elettrica di repulsione tra due cariche uguali, per esempio due protoni,

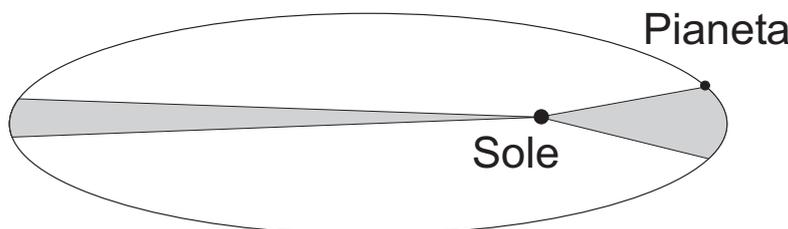


Figura 1: Seconda legge di Keplero o legge delle aree.

l'intensità della forza gravitazionale è pari a 10^{-41} cioè ad un numero che nella parte decimale presenta una successione di 40 zeri (0,000 . . . 0001). In una molecola di idrogeno, che consiste di due protoni neutralizzati da due elettroni, il legame gravitazionale tra i due protoni è più debole della rispettiva forza elettrica di un fattore 10^{-36} . Le forze elettriche esistenti tra gli atomi e le molecole in un pezzo di roccia, in una persona, dentro un asteroide, sono decisamente predominanti rispetto alla loro mutua attrazione gravitazionale.

La gravità invece diventa progressivamente sempre più significativa man mano che si considerano oggetti più massicci. Ma perché la gravità acquista potenza solo alle scale molto grandi? In ogni oggetto macroscopico le cariche elettriche positive e negative sono presenti grosso modo nelle stesse quantità, cosicché le forze elettriche tendono ad annullarsi. Ma per la gravità non è così. Ogni cosa ha, per così dire, una carica gravitazionale dello stesso segno e dunque attrae ogni altro oggetto. Per questo la gravità finisce per diventare la forza dominante su scala sufficientemente grande.

Un'altra caratteristica che si può dedurre dalla (1) consiste nel notare la dipendenza della forza al variare della distanza. Com'è naturale, la forza di gravità diviene sempre più intensa mano a mano che le masse interagenti si avvicinano. Se queste per esempio, dimezzano la loro distanza allora la forza aumenta di 4 volte: l'opposto succede se si allontanano. In quest'ultimo caso va pure sottolineato che, se è vero che la gravità si indebolisce all'aumentare della distanza, è altrettanto vero che questa forza non potrà mai annullarsi: così due masse, anche se le separa una distanza molto grande, ciascuna risentirà sempre della presenza dell'altra. È questo quando si dice che la gravità è una forza a lungo raggio. Pur debolissima, fa sentire i suoi effetti (in assenza di altre forze) a distanze molto grandi.

Grazie a questa legge, Newton stesso riuscì a ricavare le tre leggi introdotte da Keplero (1571–1630) e che descrivevano il moto dei pianeti attorno al Sole. Anzitutto Newton dedusse che le orbite di due corpi gravitanti possono avere anche altre forme, oltre a quella dell'ellisse come invece aveva affermato Keplero nella prima legge. L'orbita potrebbe essere anche parabolica o iperbolica e in questi casi il corpo orbitante si allontanerebbe indefinitamente dal suo compagno.

La seconda legge di Keplero descrive la velocità con la quale i pianeti si muovono. Keplero scoprì che la linea che congiunge il pianeta al Sole, che è detta raggio vettore, "spazza" aree uguali in tempi uguali, il che significa che la velocità orbitale di un pianeta cambia in funzione della sua distanza dal Sole (v. figura 1). In particolare un oggetto astronomico che orbiti attorno ad un secondo dovrà, in base a tale legge, muoversi più velocemente quando si trova nelle vicinanze dell'altro, mentre la sua velocità sarà inferiore quando si trova lontano. Sempre per merito di Newton questa seconda legge si può considerare come un caso particolare di una legge fisica molto importante e generale, quella della *conservazione del momento angolare*. È in base a questo *principio di conservazione* che noi possiamo comunemente ammirare le veloci piroette dei pattinatori: difatti il momento angolare dipende dal prodotto della massa, della velocità e della distanza dal centro di rotazione. Così semplicemente avvicinando le braccia al corpo (e quindi diminuendo la loro distanza dal centro di rotazione) la pattinatrice deve aumentare via via la sua velocità di rotazione: solo così può mantenere costante il momento angolare. La classica immagine con la quale si identificano le galassie è in realtà una evidente conseguenza di tale principio: le zone più vicine al centro galattico muovendosi con maggiore velocità di quelle periferiche, permettono la formazione della tipica struttura a spirale dei bracci. Vedremo che questo principio fisico è il responsabile di effetti molto strani (ed inaspettati) per gli oggetti

astronomici.

Infine, nella generalizzazione teorica delle leggi di Keplero, Newton ricavò una delle più importanti relazioni di tutta l'astronomia:

$$P^2 = \frac{4\pi^2}{G} \cdot \frac{a^3}{(M_{\odot} + M_{\text{pianeta}})} \quad (2)$$

dove P misura il tempo complessivo impiegato da un pianeta per percorrere l'intera orbita attorno al Sole, a invece rappresenta la distanza del pianeta dal Sole (o meglio l'asse maggiore dell'orbita ellittica). Nel caso della Terra $P = 1$ anno mentre $a = 149,6$ milioni di km e costituisce la cosiddetta unità astronomica (1 UA = distanza media Terra-Sole).

Questa formula, pur contenendo la massa del Sole (M_{\odot}) e del pianeta (M_{pianeta}) è abbastanza generale da poterla applicare a tutti i corpi celesti: dai satelliti di Giove (dai quali possiamo dedurre che il pianeta gigante ha una massa 318 volte maggiore di quella della Terra) fino alle stelle doppie. I sistemi binari non sono rari nella nostra Via Lattea, tanto è vero che almeno la metà di tutte le stelle fa parte di gruppi composti di due, tre o più stelle. Se una coppia è abbastanza vicina, possiamo seguire il movimento delle componenti e tracciarne l'orbita. Dunque il periodo P è facile da misurare (basta avere pazienza e rilevare le posizioni ad opportuni intervalli di tempo), mentre il semiasse a si può desumere se si conosce la distanza. Da questo si ricava la somma delle masse. Se poi disponiamo di ulteriori informazioni sul sistema si potrà risalire ai valori di ciascuna di esse. È così che si giunge a stimare la massa di oggetti singolari come le pulsar binarie o quella di oggetti, ancor più bizzarri, come i buchi neri.

1.1 Gravità e relatività

A dispetto di tutto quanto detto sopra, va detto che la legge di gravitazione di Newton non è corretta! Essa fu modificata da Einstein (1879–1955) nel 1916 per tener conto delle modifiche fatte alla teoria della relatività dove, lo stesso Einstein richiedeva esplicitamente che la velocità della luce fosse la massima possibile per “segnali” di qualsiasi natura.

Secondo Newton l'effetto della gravitazione è istantaneo, cioè se muovessimo una massa si sentirebbe istantaneamente una nuova forza a causa della nuova posizione di quella massa. Difatti la variazione di R presente nella formula (1) implica una “istantanea” variazione di F . Con tali presupposti potremmo quindi inviare dei segnali a velocità infinita. Einstein avanzò argomenti che presupponevano l'impossibilità da parte di qualsiasi sistema fisico di inviare segnali che si propagassero con velocità maggiore di quella della luce ($c = 300.000$ km/s): siccome poi questo presupposto era confermato da tutte le esperienze di laboratorio, la legge di gravitazione doveva, per la gran parte dei fisici di inizio secolo, essere errata.

Einstein propose quindi una sua teoria, la *teoria della relatività generale*, dove corresse l'espressione di Newton in modo da tener conto dei ritardi con cui un segnale (la luce!) si propaga. Al di là della complessità matematica di questa teoria, essa in estrema sostanza afferma una cosa relativamente facile da capire:

*ogni oggetto fisico che ha energia ha massa,
nel senso che questo oggetto sarà attratto gravitazionalmente.*

Ne segue che la luce che “ha” energia, si comporta come avesse pure una “massa”. Quando un fascio di luce che possiede e trasporta energia, passa in prossimità del Sole, vi è un'attrazione del Sole su di esso. Così la luce non procede diritta ma viene deflessa (fig. 2).

Secondo questa interpretazione, durante l'eclissi di Sole, per esempio, le stelle che stanno attorno al Sole dovrebbero apparire spostate da dove esse sarebbero se il Sole non ci fosse: e tale spostamento è stato effettivamente osservato e dell'entità aspettata.

Solo sulla base di questa teoria è possibile trattare situazioni che coinvolgono oggetti molto massicci come i buchi neri. Anzi l'idea stessa di buco nero è nata proprio come una conseguenza delle equazioni

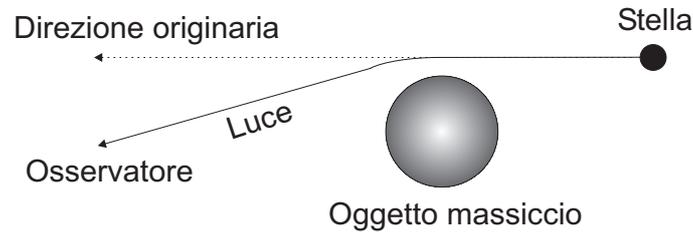


Figura 2: Deflessione della luce in prossimità di un oggetto massiccio.

della relatività generale. Altre idee come la curvatura indotta dalla massa dello spazio-tempo sono proprie della concezione di Einstein della gravità. In definitiva lo studio delle proprietà fisiche di oggetti dove agiscono forze gravitazionali molto intense, come ad esempio nel collasso di nuclei stellari, va condotto tramite gli strumenti teorici forniti dalla gravitazione di Einstein.

2 L'atomo

La conoscenza della struttura della materia, di quali siano le leggi fondamentali che valgono nel dominio degli oggetti microscopici come le molecole, l'atomo, o le particelle che li costituiscono, è di un'importanza vitale per poter sperare di spiegare i fenomeni astronomici, anche di quelli che coinvolgono oggetti con masse molto grandi. Si pensi alla potenza dei metodi spettroscopici e l'interpretazione degli spettri stellari come indici (leggibili) delle sostanze responsabili dell'emissione o dell'assorbimento della luce. La conoscenza quindi delle strutture microscopiche della materia permette di affrontare i fenomeni macroscopici e di interpretarli in un quadro più ampio e coerente.

È conveniente pertanto presentare una breve sintesi dell'interpretazione moderna sulla costituzione della materia e, in fin dei conti, di come oggi viene visto l'atomo.

2.1 Costituzione dell'atomo

I vari spettri stellari sono prodotti da atomi che si trovano in differenti stati di ionizzazione e di eccitazione elettronica. Ma cosa significano tutti questi termini? Per poterli comprendere dobbiamo rifarci alla *teoria quantistica della materia* che, negli anni Venti del nostro secolo, diede per prima l'interpretazione corretta: in quegli anni i fisici chiarirono quale fosse la struttura e il comportamento di sistemi microscopici come l'atomo.

Il modello di base ci presenta l'atomo come una nube di uno o più elettroni cioè di particelle di carica negativa che circonda un nucleo costituito da una combinazione di protoni, carichi positivamente, e neutroni, privi di carica elettrica. Le cariche del protone e dell'elettrone hanno lo stesso valore, ma segno opposto; la massa del protone è circa uguale a quella del neutrone, mentre quella dell'elettrone è 1800 volte minore. Per questo motivo la massa dell'atomo è sostanzialmente dovuta alla massa dei protoni e dei neutroni presenti nel nucleo. Al contrario le dimensioni complessive dell'atomo sono determinate dalla dimensione della nube elettronica. Si pensi che il diametro del nucleo è dalle 10.000 alle 100.000 volte inferiore di quello delle "orbite" più esterne degli elettroni.¹

Comunque poiché cariche opposte si attraggono, l'elettrone resta legato al nucleo positivo. La moderna teoria quantistica afferma che l'elettrone può occupare, a seconda dell'energia che possiede, solo determinate orbite, ciascuna corrispondente ad un valore ben preciso dell'energia. Gli elettroni che si trovano sulle orbite più interne possiedono un'energia minore di quelli collocati sulle orbite più esterne ma sono pure

¹Questo fatto avrà conseguenze notevoli nell'evoluzione stellare, in particolare sulle dimensioni delle stelle di neutroni.

quelli più fortemente legati al nucleo. La teoria quantistica asserisce che questi elettroni non possono avvicinarsi al nucleo oltre un certo limite e l'orbita corrispondente, caratterizzata dall'energia minima, è detta lo *stato fondamentale* per l'atomo. Gli altri stati, corrispondenti a energie maggiori sono gli *stati eccitati*. Per modificare il proprio stato energetico, l'elettrone deve pertanto o assorbire o cedere una certa (e discreta) energia. Così un elettrone muta il suo livello energetico (per esempio diminuisce la propria energia) per "salti" discreti fino a che, partendo da uno stato eccitato, raggiunge lo stadio più basso. Nel far ciò emette l'energia in eccesso sotto forma di onda elettromagnetica cioè di radiazione.

Nel nucleo invece coesistono, strettamente legati, i neutroni e i protoni. Questi ultimi possiedono cariche dello stesso segno e quindi la forza elettrica tenderebbe a respingerli uno dall'altro. Sorge quindi immediatamente una domanda: come possono allora i protoni restare legati nel nucleo?

Ora in natura ci sono *quattro forze fondamentali*, forze che agiscono a distanza e che sono le responsabili della struttura dell'intero universo. La più debole di tutte è la gravità mentre, decisamente più intensa è la forza elettromagnetica (vedi parag. 1), responsabile dei fenomeni elettrici e magnetici come l'attrazione e la repulsione delle cariche e causa pure della radiazione luminosa. Entrambe queste interazioni si comportano secondo la legge dell'inverso del quadrato della distanza (pag. 1) e si fanno sentire fino a grandissime distanze. Le altre due interazioni sono invece molto più forti, ma il loro *raggio d'azione è limitato* alle dimensioni di un nucleo atomico. L'*interazione debole* interviene nelle reazioni nucleari così come la più intensa delle quattro, l'*interazione forte*, spesso indicata semplicemente come forza nucleare. In effetti se dei protoni vengono separati, questi si allontaneranno gli uni dagli altri per effetto dell'interazione elettromagnetica, mentre se sono sufficientemente vicini (e lo sono nel nucleo atomico), l'interazione forte prevale sulla repulsione elettromagnetica: così a causa della forza nucleare, i protoni e i neutroni rimangono fortemente vincolati nel nucleo.

2.2 Gli elementi chimici

La specificità di un elemento chimico è determinata unicamente dal numero dei protoni contenuti nel nucleo del suo atomo, un parametro detto *numero atomico*: per esempio l'idrogeno (simbolo H) ha numero atomico 1, l'elio (He) 2, il carbonio (C) 6, l'oro (Au) 79. Un atomo neutro possiede tanti protoni quanti sono i suoi elettroni, ma poiché gli elettroni più esterni non sono molto legati, se si trasferisce all'atomo un'energia sufficiente, uno o più di questi possono allontanarsi, trasformando così l'atomo in una *ione* carico positivamente. Con il termine *ione* si intende pertanto un atomo che ha perso uno o più elettroni assumendo di conseguenza una carica positiva. Il carbonio che ha perso un elettrone si indica con C^+ , l'ossigeno che ne ha persi tre con O^{+3} (fig.3).

La somma del numero dei neutroni e dei protoni nucleari è la massa atomica, che si indica con un numero ad esponente che precede il simbolo chimico. L'elio, ${}^4\text{He}$, ha due protoni e due neutroni, mentre il carbonio, ${}^{12}\text{C}$, ne ha sei di ognuno. Man mano che il numero atomico cresce, il numero dei neutroni tende a salire più velocemente di quello dei protoni: così il nucleo dell'uranio, ${}^{238}\text{U}$ è costituito da 92 protoni e 146 neutroni.

Per ciascun elemento il numero dei neutroni può variare, ed è così che si formano uno o più isotopi. Esiste l'elio con un solo neutrone, e lo si indica con ${}^3\text{He}$, mentre il ${}^{12}\text{C}$, il ${}^{13}\text{C}$, e il ${}^{14}\text{C}$ sono altrettante varietà del carbonio. In genere un isotopo è nettamente predominante rispetto a tutti gli altri: ad esempio, c'è solo un atomo di ${}^3\text{He}$ ogni 100 mila di ${}^4\text{He}$.

2.3 Decodificare il messaggio: la radiazione e gli spettri

La radiazione luminosa può essere considerata sia come un'onda che come una particella: in questo caso si parla di *quanti di luce* o anche di *fotoni*. In ogni caso la radiazione è un modo fondamentale per trasportare energia e questa è pari ad una costante h (la costante di Planck) per la frequenza ν : $E = h\nu$.

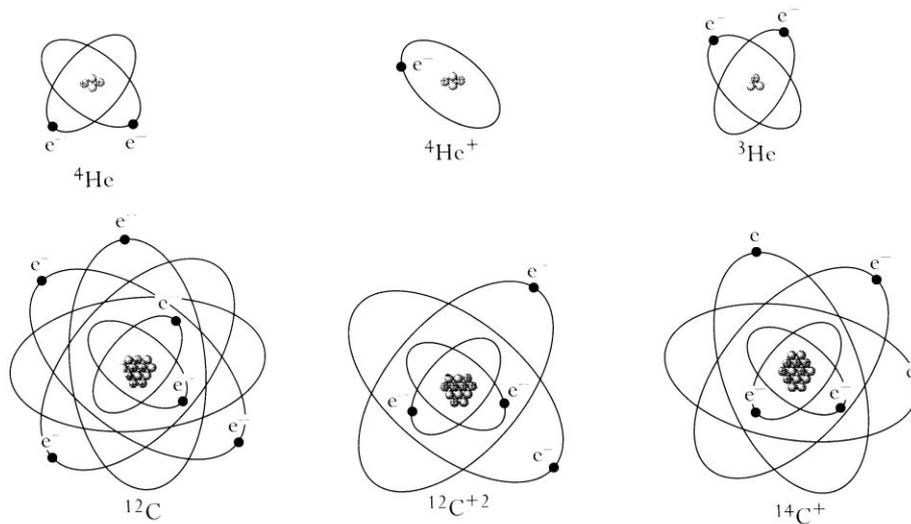


Figura 3: Atomi e isotopi dell'elio e del carbonio.

Per quanto visto, gli elettroni legati a un atomo sono obbligati a muoversi su “orbite” di raggio ben preciso. Quanto maggiore è il raggio orbitale, tanto più elevata è l'energia totale dell'elettrone. Un elettrone può quindi balzare da un'orbita più bassa a una più alta e quindi ad uno stato eccitato se assorbe un fotone la cui energia eguaglia esattamente la differenza di energia tra le due orbite. Poiché però la lunghezza d'onda λ è legata alla frequenza dalla relazione $\lambda = c/\nu$ con c velocità della luce, la differenza di energia tra le orbite definisce pure la lunghezza d'onda λ del fotone assorbito. Al contrario, un elettrone può scendere da un'orbita eccitata a una più bassa con l'emissione di un fotone della stessa lunghezza d'onda, il che produce l'emissione di una radiazione luminosa, cioè una riga d'emissione. L'insieme delle righe di emissione o della radiazione emessa in funzione della lunghezza d'onda forma lo *spettro di emissione* della sorgente.

Per capire come si crea la sequenza spettrale delle righe di un elemento, consideriamo l'idrogeno in quanto il suo atomo è il più semplice essendo costituito solo da un protone nel nucleo e da un elettrone che gli orbita attorno. Un gas surriscaldato di idrogeno emette una serie di frequenze discrete che risultano legate fra loro da semplici rapporti matematici. L'emissione più intensa, la Lyman-alfa, corrisponde alla transizione dal primo stato eccitato (la seconda orbita, con $n = 2$) allo stato fondamentale, $n = 1$. Altre transizioni che finiscono a $n = 1$ (da 3 a 1, da 4 a 1, da 5 a 1 e così via) sono denominate Lyman-beta, Lyman-gamma ecc.; un'altra famiglia di righe è quella delle frequenze che corrispondono alle transizioni che finiscono a $n = 2$ invece che a $n = 1$: è la serie di Balmer. Famosa, per la sua importanza in astronomia è la prima riga di questa serie, la cosiddetta H-alfa. Questa corrisponde ad una lunghezza d'onda di 6563×10^{-10} m e cade nella regione rossa dello spettro visibile. Altre serie finiscono a $n = 3$, $n = 4$ e così via (v. fig. 4).

Tramite lo spettrografo, uno strumento sostanzialmente costituito da un prisma in grado di disperdere le diverse lunghezze d'onda lungo una striscia e di registrarle su una pellicola fotografica, si è in grado di analizzare la radiazione che lo attraversa. A un estremo dello spettro si troveranno le lunghezze d'onda brevi, all'altro quelle lunghe. In corrispondenza di quelle lunghezze d'onda in cui le transizioni atomiche producono un'elevata quantità d'emissione, lo spettrografo mostra una linea sottile e molto brillante che è, appunto, la riga d'emissione.

Come l'idrogeno, gli atomi di ciascun elemento della tabella periodica emettono un particolare insieme di frequenze discrete, le quali producono un insieme caratteristico di righe nello spettro e sono dunque una sorta di impronta digitale di quel particolare elemento. Misurando la distribuzione delle righe spettrali, si riesce pertanto non solo ad individuare la sostanza responsabile della emissione ma pure si riesce a dire

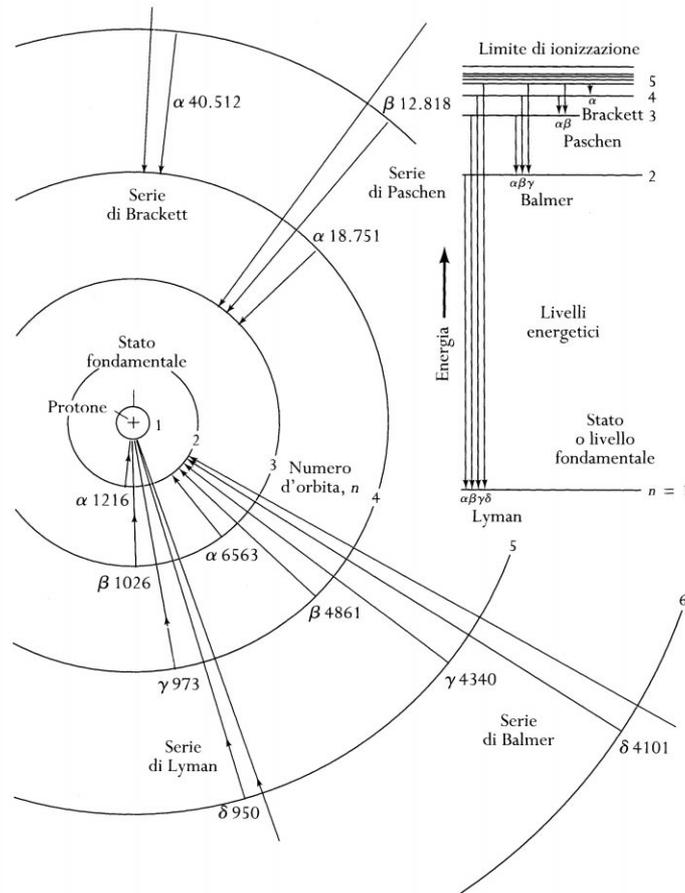


Figura 4: Atomo di idrogeno e livelli energetici.

se un atomo ha perso qualcuno dei suoi elettroni, cioè se è ionizzato. In aggiunta, con la misura delle intensità relative delle diverse righe d'emissione, spesso è possibile dedurre la temperatura e la densità del gas. Lo spettro emesso da un gas caldo e poco denso consiste quindi principalmente di righe d'emissione che rendono possibile l'individuazione delle sostanze responsabili dell'emissione e del loro stato fisico.

Diversamente un gas molto denso, oppure opaco, o un corpo solido o liquido surriscaldato (per esempio il filamento di una lampada a incandescenza), emettono radiazioni indistintamente su tutte le possibili lunghezze d'onda. Quest'ultimo tipo di spettro è detto *continuo* o anche *radiazione di corpo nero*: in questo caso la distribuzione dell'intensità della radiazione emessa in funzione della lunghezza d'onda dipende solo dalla temperatura del corpo irraggiante. All'interno di una stella la radiazione ha uno spettro quasi esattamente di corpo nero. Uno spettro di corpo nero perfetto non ha strutture o segni distintivi che possano rivelare la natura della materia emittente. Eppure, effettuando determinate misure sullo spettro di una stella possiamo scoprire qual è la sua composizione chimica. Il Sole, per esempio, ha una temperatura superficiale di circa 5800 gradi. Ma la sua superficie è composta da strati caratterizzati da temperature lievemente differenti. Quando lo spettro continuo passa attraverso un gas più freddo posto lungo la linea di vista, si verifica l'esatto inverso dell'emissione, e cioè un assorbimento: un elettrone può essere spinto a un livello energetico più elevato da un fotone che abbia esattamente l'energia necessaria per fargli realizzare il salto orbitale:

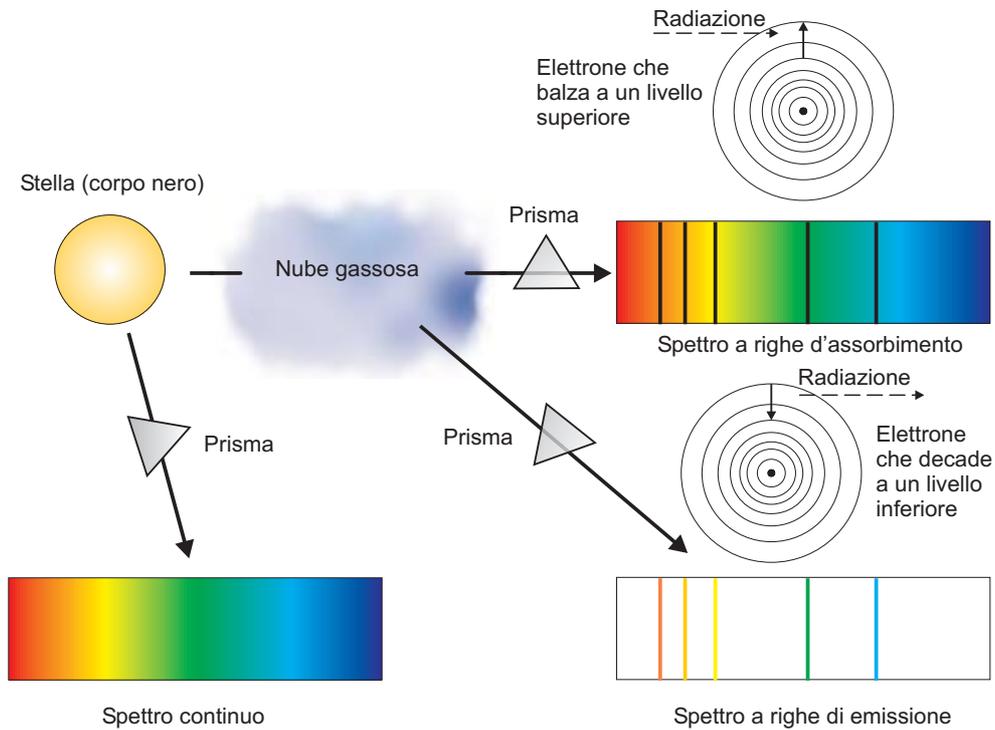


Figura 5: Analisi spettrale della radiazione luminosa.

è appunto questo processo che avviene negli strati più esterni delle stelle, dove un'atmosfera gassosa più fredda avvolge il gas caldo del disco stellare. La luce delle stelle è perciò indebolita in corrispondenza delle frequenze assorbite in questa zona, e gli spettri mostrano righe oscure, invece che brillanti, alle lunghezze d'onda caratteristiche degli atomi e degli ioni dell'atmosfera stellare. Le righe di assorbimento appaiono pertanto sovrapposte allo spettro continuo della stella. Vedremo dunque uno spettro di assorbimento quando un gas freddo, a bassa densità, viene posto di fronte a un corpo nero (o a un'analogha sorgente di radiazione continua) più caldo.

3 Particelle elementari

Parlando dell'atomo abbiamo più volte nominato le particelle che lo compongono e cioè l'elettrone, il protone e il neutrone. Per quanto riguarda la radiazione luminosa abbiamo discusso soprattutto degli stati energetici dell'elettrone in quanto strettamente collegati alle lunghezze d'onda emesse o assorbite dall'atomo. I neutroni e i protoni sono invece i responsabili della massa complessiva dell'atomo e sono strettamente legati dalla forza nucleare nel relativo nucleo. Fissato il numero di protoni nel nucleo possono sussistere diverse possibilità per il numero di neutroni e ciascuna dà origine ad un diverso isotopo dello stesso elemento. A dispetto quindi del nome ("atomo" significa "indivisibile") l'atomo ha una struttura e, almeno in prima approssimazione, lo si può descrivere come un insieme di queste tre particelle. E per un breve momento della storia della fisica, parve di essere giunti all'individuazione della struttura ultima della materia: alla fin fine, questa sembrava riconducibile a una combinazione straordinariamente variata di quattro soli "mattoni" fondamentali: le tre particelle dette sopra e il *fotone*, cioè la radiazione elettromagnetica.

Ma questa speranza si rivelò ben presto una illusione: già nel 1932 venne rilevata una nuova particella del tutto simile all'elettrone ma con carica positiva: il *positrone* o elettrone positivo. La vita di questa particella è solitamente molto breve, perché, incontrando un altro elettrone, si annichila con questo generando un

fotone di alta energia: in sostanza una certa massa, coerentemente con la famosa legge $E = mc^2$, si ritrova alla fine sotto forma di energia. A causa di questa proprietà, il positrone viene identificato con il termine di *antiparticella* dell'elettrone.

Ben presto però ci si rese conto che la caratteristica di possedere una corrispondente particella non era peculiare dell'elettrone, ma poteva essere estesa a ogni altra particella che man mano veniva scoperta. E di particelle ne sono state scoperte in continuazione dapprima studiando i raggi provenienti dagli spazi interstellari (i raggi cosmici) e quindi con gli acceleratori terrestri. In quest'ambito i progressi fatti negli ultimi venti o trenta anni sono stati notevoli e, se pur non si può affermare di essere giunti ad una conclusione soddisfacente, sono sfociati in una teoria fondamentale, il cosiddetto *modello standard*. Vediamone alcune caratteristiche.

3.1 Costituenti fondamentali della materia

Secondo il modello standard, i costituenti elementari della materia sono raggruppabili in tre insiemi. Il primo insieme è formato dai cosiddetti *leptoni*, particelle stabili o che decadono in tempi piuttosto lunghi, prive di carica o dotate di carica unitaria. Vi fanno parte l'elettrone, il muone, il tau e i corrispondenti neutrini (v. tabella 1).

particella	massa (in m_e)	carica (in e)	vita media (s)
elettrone	1	∓ 1	$> 10^{30}$
neutrino dell'elettrone	$< 9 \times 10^{-5}$	0	$> 10^{30}$
muone	207	∓ 1	$2,2 \times 10^{-6}$
neutrino muonico	$< 0,49$	0	$> 10^{30}$
tau	3478	∓ 1	$3,3 \times 10^{-13}$
neutrino del tau	< 61	0	–

Tabella 1: I leptoni.

Di questo gruppo le particelle più importanti sono senza dubbio l'elettrone e il relativo neutrino. In particolare quest'ultima particella ha assunto negli ultimi anni un ruolo sempre maggiore sia per la comprensione delle reazioni che avvengono nei nuclei stellari che per le teorie cosmologiche sulle prime fasi dell'universo. E dopo la supernova del 1987 i neutrini sono diventati noti pure all'opinione pubblica: in quell'occasione e per la prima volta, l'astronomia a neutrini è diventata una scienza sperimentale.

Tra tutte le particelle subatomiche, i neutrini sono quelle che interagiscono di meno con la materia: occorrerebbe una muraglia di piombo spessa un anno luce per riuscire ad assorbirne uno. Ciò significa che i neutrini anche se possono indurre tutta una serie di reazioni con altre particelle, queste reazioni devono essere intrinsecamente assai improbabili. Per fortuna il numero di neutrini provenienti dal cosmo è elevato (dal Sole ne provengono sulla Terra 10^{10} per centimetro quadrato) e quindi, di tanto in tanto, se ne può rilevare qualcuno. Uno dei problemi più urgenti riguardanti il neutrino è quello della sua massa: se il neutrino dell'elettrone avesse una massa diversa da zero sarebbe possibile pensare a tutta una serie di trasformazioni tra i vari tipi di neutrino e, forse, risolvere i problemi finora riscontrati sui conteggi di neutrini, tutti inferiori ai valori teorici previsti.²

Il secondo gruppo è costituito dai cosiddetti *quark* (v. tabella 2). Si tratta di sei particelle che si considerano prive di struttura interna, ma che sono dotate di massa variabile da circa 690 masse elettroniche,

²Solo da pochi mesi si è avuta conferma da un esperimento giapponese che la massa del neutrino elettronico dev'essere diversa dallo zero (Le Scienze agosto '98).

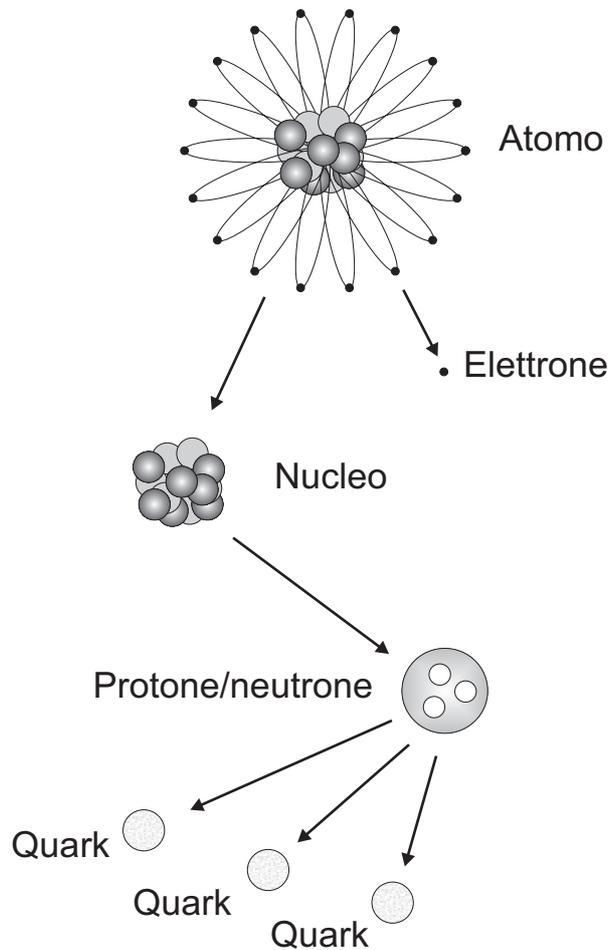


Figura 6: Dall'atomo ai quark.

per il più leggero, a circa 340.000 masse elettroniche per il più pesante. Una caratteristica particolarmente rilevante di queste particelle è quella di possedere carica frazionaria rispetto a quella dell'elettrone. Ciascun quark è collegato, per ragioni teoriche, ad un leptone (fig. 7) e ciò mette in evidenza quanto profonda sia la simmetria della natura a livelli così fondamentali.

Un'altra caratteristica peculiare dei quark è che il modello standard dell'interazione tra di loro prevede l'impossibilità di osservarli separati, cioè liberi dall'interazione con altri quark. Questa previsione si scontra con la nostra abitudine di pensare che ciò che ha una propria individualità, prima o poi, possa essere separato da ciò a cui si trova legato: tutte le esperienze fatte per mezzo degli acceleratori di particelle non fanno però che confermare questa affermazione: i quark, pur esistendo, non si possono osservare direttamente ma solo tramite i loro effetti.

Il terzo e ultimo insieme è costituito da particelle che mediano le interazioni fra le particelle dei primi due gruppi. Il rappresentante più importante e conosciuto di questo gruppo è senza dubbio il *fotone* o *quanto* dell'interazione elettromagnetica. Questa particella possiede massa e carica nulle e, per questo motivo, si muove alla velocità della luce: anzi è la luce! In effetti l'interazione che si produce fra due cariche elettriche è, dal punto di vista della fisica moderna, l'effetto di uno scambio di fotoni. Abbiamo visto che quando un elettrone passa da uno stato energetico ad un altro emette o assorbe una tale particella. In modo del tutto analogo agiscono la forza gravitazionale e la forza nucleare: corpi soggetti a queste forze continuamente si scambiano particelle appartenenti a questo particolare gruppo.

Utilizzando i quark come enti fondamentali, i leptoni e i quanti che mediano le interazioni, si possono

particella	massa (in m_e)	carica (in e)
u	≈ 685	$2/3$
d	≈ 685	$-1/3$
s	≈ 1018	$-1/3$
c	≈ 3523	$2/3$
b	≈ 10.180	$-1/3$
t	≈ 337.000	$2/3$

Tabella 2: I quark.

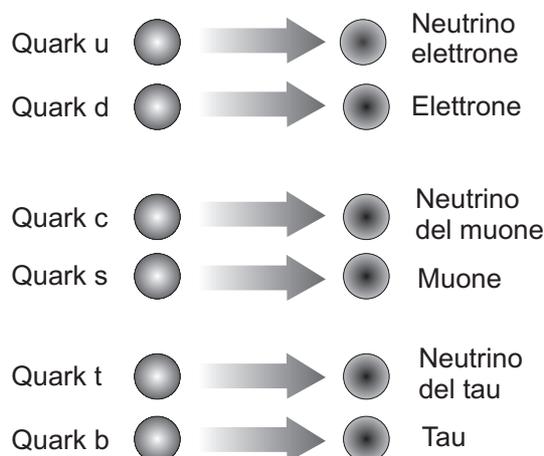


Figura 7: Leptoni e quark.

ricostruire tutte le proprietà delle restanti particelle scoperte e sempre per mezzo del modello standard, si dispone di uno strumento concettuale con il quale, per la prima volta, indagare tutti quei fenomeni dove vengono scambiate tra particelle grandi quantità di energia come ad esempio nei nuclei stellari o in quelli galattici. In base a questo stesso modello è possibile ipotizzare quale sia stata l'evoluzione dall'universo nei suoi istanti iniziali e quali scenari possano presentarsi alla sua fine.

4 La termodinamica

Nessun altro prodotto del pensiero scientifico ha contribuito così tanto alla discussione sulle sorti dell'universo come il secondo principio della termodinamica. Allo stesso tempo, poche discipline scientifiche contengono principi così oscuri. Il nominare il secondo principio spesso richiama visioni di pesanti macchine a vapore, complicati formalismi matematici e il quasi incomprensibile concetto di entropia, tutte esperienze sedimentate durante gli anni giovanili della scuola in molti di noi. Ciò nonostante tenteremo di accennare alle sue importanti conseguenze per almeno, *intuire* quanto sia semplice e quanto vasto sia il suo campo di applicazione.

4.1 Il secondo principio

Nel 1856 il fisico tedesco Hermann von Helmholtz enunciò quella che è forse la più lugubre previsione di tutta la storia della scienza. L'universo, affermò Helmholtz, sta morendo. Il fondamento di questa apocalittica affermazione era il cosiddetto *secondo principio della termodinamica*. Formulato originariamente agli

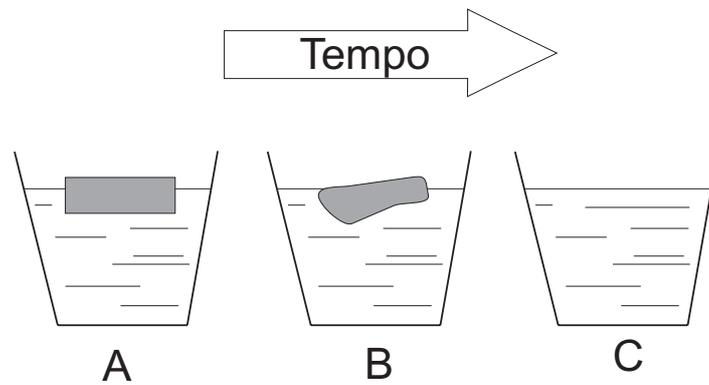


Figura 8: La “freccia del tempo”.

inizi del XIX secolo come proposizione di natura essenzialmente tecnica riguardante l’efficienza delle macchine termiche, il secondo principio della termodinamica (spesso chiamato, più semplicemente, il “secondo principio”) si vide ben presto attribuire un significato generale, anzi, addirittura cosmico.

Nella sua versione più semplice, il secondo principio stabilisce che il calore passa dal caldo al freddo. Si tratta di una ben nota, e ovvia, proprietà dei sistemi fisici. La vediamo all’opera ogni qual volta cuociamo una vivanda o lasciamo raffreddare una tazzina di caffè: il calore passa dalla regione dove la temperatura è più alta a quella dove la temperatura è più bassa. Non vi è, in questo, nessun mistero.

Nella materia il calore si manifesta sotto forma di agitazione molecolare. In un gas come l’aria, le molecole si muovono caoticamente in ogni direzione e si urtano fra loro. Anche in un corpo solido gli atomi si agitano energeticamente. Più caldo è il corpo, più energica sarà l’agitazione molecolare. Se sono posti a contatto due corpi a diversa temperatura, la più energica agitazione molecolare del corpo più caldo comunica ben presto la sua attività alle molecole del corpo più freddo.

Il cubetto di ghiaccio che si scioglie in acqua definisce l’evoluzione spontanea del fenomeno al trascorrere del tempo: il calore si trasmette dall’acqua (calda) al ghiaccio (freddo) e non viceversa (v. figura 8). Un oggetto freddo quindi non si riscalda spontaneamente; analogamente una palla che rimbalza alla fine si ferma, ma una palla in quiete non si mette a rimbalzare spontaneamente.

Il calore cioè l’energia, scorre seguendo un verso ben preciso, in modo unidirezionale, e questo dimostra che il processo è asimmetrico rispetto al tempo. Una pellicola cinematografica nella quale si vedesse il calore passare spontaneamente dal freddo al caldo sembrerebbe assurda, come quella che mostrasse la corrente di un fiume risalire le colline o le gocce di pioggia sollevarsi verso l’alto, fino alle nuvole. Possiamo quindi individuare una fondamentale direzionalità del flusso termico, spesso rappresentata da una freccia che, muovendo dal passato, si dirige verso il futuro. Questa “freccia del tempo” indica la natura irreversibile dei processi termodinamici e da centocinquanta anni esercita il suo fascino sugli studiosi di fisica.

Il secondo principio riconosce l’esistenza in Natura di questa fondamentale asimmetria: sebbene la *quantità* totale di energia debba conservarsi in qualunque processo (è questo il *primo principio della termodinamica*), la distribuzione dell’energia stessa cambia in modo irreversibile.

Questa affermazione comprende pure fenomeni che apparentemente non coinvolgono scambi di calore. Se, per esempio, gettiamo una goccia d’inchiostro in acqua l’evoluzione nel tempo è ben conosciuta: alla fine avremo che l’inchiostro riempirà tutto il volume d’acqua. Se poi tramite un cucchiaino, cerchiamo di raccogliere ancora tutto l’inchiostro (!), pur mettendocela tutta, non riusciremo certamente nell’intento. Un’analogo fenomeno di diffusione coinvolge pure i gas: questi, inizialmente separati in due vani di uno stesso contenitore, dopo aver aperto il rubinetto che li mette in comunicazione, l’evoluzione temporale sarà quella che vede i due gas mescolarsi. Alla fine del processo si otterrà un miscela delle due sostanze. Non si è mai osservata una diversa evoluzione. Pensate un po’ se potesse accadere il contrario: l’ossigeno di

questa stanza potrebbe “decidere” di uscire dal buco della serratura e dalle fessure con conseguenze, per noi, poco piacevoli! In entrambi i processi di dispersione possiamo riconoscere nettamente il loro carattere di irreversibilità.

In seguito ai lavori di Helmholtz, Rudolf Clausius e Lord Kelvin si giunse a riconoscere una grandezza chiamata *entropia*, che caratterizza questa irreversibilità dei cambiamenti che avvengono in un sistema fisico. Nel caso semplice di un corpo caldo a contatto con un corpo freddo, l'entropia può essere definita come il rapporto fra l'energia termica e la temperatura. Si consideri una piccola quantità di calore che scorra dal corpo caldo in direzione del corpo freddo; il corpo caldo perderà una certa quantità di entropia e il corpo freddo ne acquisterà una certa quantità. Poiché però è in gioco la medesima quantità di energia termica (mentre le temperature sono diverse), l'entropia acquistata dal corpo freddo sarà maggiore di quella perduta dal corpo caldo. Di conseguenza, l'entropia complessiva del sistema corpo caldo più corpo freddo aumenta.

Il secondo principio della termodinamica afferma quindi che l'entropia di un tale sistema non può mai diminuire, perché una diminuzione di essa implicherebbe che una parte del calore è passata spontaneamente dal freddo al caldo. Un'analisi più completa consente di generalizzare questa legge a tutti i sistemi chiusi:

l'entropia non diminuisce mai.

Se il sistema include un refrigerante (il comune frigorifero), che può far passare il calore dal freddo al caldo, per totalizzare l'entropia del sistema bisogna tener conto dell'energia consumata per far funzionare il refrigerante. Il consumo energetico aumenta esso stesso l'entropia. L'entropia creata dal funzionamento del refrigerante supera di gran lunga la riduzione di entropia risultante dal trasferimento di calore dal freddo al caldo.

Anche nei sistemi naturali, come quelli costituiti dagli organismi biologici o dalla formazione dei cristalli, l'entropia di una parte del sistema spesso diminuisce, ma questa diminuzione è sempre compensata da un aumento di entropia in un'altra parte del sistema. Nel complesso, l'entropia non diminuisce mai.

4.2 Dall'ordine al caos

Se l'universo come un tutto può essere considerato un sistema chiuso in base al fatto che “al di fuori di esso” non vi è nulla, allora il secondo principio della termodinamica consente di avanzare un'importante previsione: l'entropia totale dell'universo non diminuisce mai, ma aumenta inesorabilmente. Un buon esempio è fornito dal Sole, il quale irraggia continuamente calore nelle fredde profondità dello spazio. Il calore si diffonde in tutto l'universo e non torna mai indietro: è un processo vistosamente irreversibile. Ma ritorniamo per un momento ancora ad un esempio concreto e di diretta esperienza. Prendiamo una scatola e dividiamola in due parti con una barriera: da una parte disponiamo un certo numero di palline bianche, dall'altra delle palline nere. Se togliamo la divisione e muoviamo la scatola in modo che ci possano essere degli urti tra le palline, dopo breve tempo queste saranno tutte mescolate. L'esperienza ci dice che continuando a muovere la scatola sarà molto difficile ritornare nella situazione iniziale, tanto più difficile tanto maggiore è il numero di palline. Una interpretazione sostanzialmente analoga si dà pure della diffusione di due gas o della goccia di inchiostro che diffonde in acqua. Solo che ora possiamo evidenziare un'altra conseguenza del secondo principio.

All'inizio della prova, la disposizione delle palline era, dopo tutto, ordinata, nel senso che potevamo distinguere con un'occhiata le palline bianche dalle nere. Alla fine invece, lo stato raggiunto è di completo disordine e non riusciamo più a distinguere macroscopicamente le bianche dalle nere. Lo stesso succede per la diffusione dei gas e per la goccia d'inchiostro. L'evoluzione spontanea dei fenomeni porta quindi, non solo verso stati a maggiore entropia ma pure da situazioni di ordine a situazioni di disordine. In altre parole si passa da stati dove sussiste la capacità di distinguere e ordinare cioè da situazioni coerenti a stati di disordine dove questa coerenza è stata distrutta. L'affermazione che *l'energia tende a disperdersi* coglie quindi un altro aspetto fondamentale del secondo principio.

Siamo quindi giunti al nocciolo dell'interpretazione del secondo principio. In un qualsiasi sistema fisico l'energia si conserva al variare del tempo ma il sistema evolve nella direzione che implica

- un aumento dell'entropia e un equivalente
- aumento del disordine.

Tutto ciò non significa che non si possano produrre configurazioni ordinate: gli atomi in un cristallo rappresentano certamente una situazione ordinata e questi in un qualche momento devono evidentemente essersi formati. Così gli atomi che vanno a formare una stella rappresentano una situazione senza dubbio più ordinata rispetto alla nube interstellare da cui provengono ma, qualunque sia la scala di grandezze coinvolte, per il secondo principio l'ordine può nascere dal caos: esso scaturisce localmente da disordine prodotto altrove.

Viene spontaneo, a questo punto, domandarsi: l'entropia dell'universo potrà continuare ad aumentare in eterno? Immaginiamo che un corpo caldo e un corpo freddo siano posti a contatto in un contenitore ermeticamente chiuso. L'energia termica scorre dal caldo verso il freddo e l'entropia aumenta, ma a poco a poco il corpo freddo si riscalderà e il corpo caldo si raffredderà fino a quando avranno entrambi la stessa temperatura. Allorché questo stato è raggiunto, non vi sarà più alcun trasferimento di calore: il sistema all'interno del contenitore avrà raggiunto una temperatura uniforme, uno stato stabile di massima entropia e di massimo disordine che prende il nome di equilibrio termodinamico. Nessun altro cambiamento ci si deve attendere finché il sistema rimane isolato; ma se i corpi vengono perturbati in qualche modo, per esempio introducendo un'ulteriore quantità di calore dall'esterno del contenitore, allora si svilupperà un'ulteriore attività termica e l'entropia aumenterà fino a un massimo, superiore al precedente.

Che cosa ci dicono, questi fondamentali principi termodinamici, sui cambiamenti astronomici e cosmologici? Hermann von Helmholtz, pur ignorando l'esistenza delle reazioni nucleari (quale fosse la sorgente dell'immensa energia solare era, ai suoi tempi, un mistero), capì che l'intera attività fisica dell'universo tende verso uno stato finale di equilibrio termodinamico, o di massima entropia, dopo il quale è probabile che nulla di rilevante accada per tutta l'eternità. Questa tendenza unidirezionale verso l'equilibrio e l'uniformità fu chiamata dai primi studiosi di termodinamica la *morte termica* dell'universo. Si ammetteva, certo, che i singoli sistemi potessero essere rivitalizzati a opera di qualche perturbazione esterna; ma poiché l'universo non ha, per definizione, alcun "esterno", nulla avrebbe potuto impedire la morte termica del cosmo. Sembra quindi che a questa morte non sia possibile sfuggire...



«Particelle, particelle, particelle...»

Biblioteca Comunale di Monticello Conte Otto

Lezione 2. L'evoluzione stellare

Guardando il cielo sereno di notte, possibilmente distante dalle luci della città, si vedono chiaramente molte stelle. Se poi si abita in montagna, questa “esperienza” in certe notti invernali può essere entusiasmante. Comunque appare evidente che, in un qualche modo, la natura è riuscita a creare una quantità incalcolabile di stelle. Per la sola nostra Via Lattea il loro numero si aggira attorno ai 100 miliardi. Come se ciò non bastasse, ancora oggi continuano a nascere stelle, a 10 o 20 miliardi di anni dall'inizio dell'Universo.

Per secoli le stelle hanno simboleggiato la permanenza, l'immutabilità e la perfezione del cosmo, in contrasto con la mutevolezza delle sorti terrestri ed umane. Eppure anche le stelle nascono, vivono e muoiono. Ma come si formano le stelle? A quali trasformazioni vanno incontro prima di assestarsi nella condizione, relativamente stabile, nella quale si trova oggi il nostro Sole? Come muoiono? A queste domande cercheremo di rispondere in questo incontro.

5 Stelle giovani

Dal punto di vista fisico una stella è una sfera di gas caldo tenuta insieme dalla propria gravità. Sono il calore e la pressione sviluppati dalle reazioni nucleari che si svolgono al suo interno, soprattutto la fusione dell'idrogeno in elio, a impedire che la stella collassi per l'effetto stesso della propria attrazione gravitazionale. La vita di questo sistema ha uno svolgimento ben definito: le stelle nascono condensandosi da una nube diffusa di gas interstellare e muoiono quando, esaurito il combustibile nucleare, scompaiono alla vista trasformandosi in nane bianche, stelle di neutroni o buchi neri.

Da quanto detto si potrebbe dedurre che descrivere nei particolari la nascita di una stella e le prime fasi della sua evoluzione non debba presentare delle difficoltà di rilievo; tuttavia la complessità delle interazioni tra la pressione termica proveniente dall'energia prodotta nel nucleo e la gravità induce nelle stelle giovani comportamenti che potrebbero sembrare controintuitivi. Pensiamo ad esempio, quale dovrebbe essere l'evoluzione della luminosità di una stella cioè quale potrebbe essere l'andamento della quantità di energia che la stella emette attraverso la sua superficie nell'unità di tempo: dato che la temperatura interna di una stella in formazione è troppo bassa per indurre la fusione dell'idrogeno, anche la luminosità dovrebbe essere relativamente bassa, per crescere quando inizia la fusione e poi affievolirsi progressivamente. Una stella giovanissima è invece estremamente luminosa e si affievolisce al passare del tempo, raggiungendo un minimo temporaneo proprio nel momento in cui ha inizio la fusione nucleare dell'idrogeno.

È evidente quindi che durante le primissime fasi di vita delle stelle, si deve verificare tutta una serie di fenomeni fisici che solo negli ultimi 20 anni si è cominciato a comporre in una teoria sufficientemente organica.

5.1 Nubi molecolari

Le stelle condensano per effetto della propria gravità a partire da grandi nubi, non osservabili nella regione visibile dello spettro ma che sono presenti in gran quantità nel disco delle galassie a spirale, denominate *complessi giganti di nubi molecolari*. Il termine “molecolari” indica che il gas è costituito per lo più da idrogeno allo stato molecolare (quindi come il comune idrogeno qui sulla terra, molecola costituita dal legame i due atomi di idrogeno). Questi sistemi, il cui diametro raggiunge a volte i 300 anni luce, sono le strutture più massicce della Galassia.

Un più attento esame rivela che le stelle si sviluppano da addensamenti isolati contenuti nei complessi giganti di nubi molecolari, i cosiddetti *nuclei densi*. Per lo studio delle proprietà di tali strutture si usano i

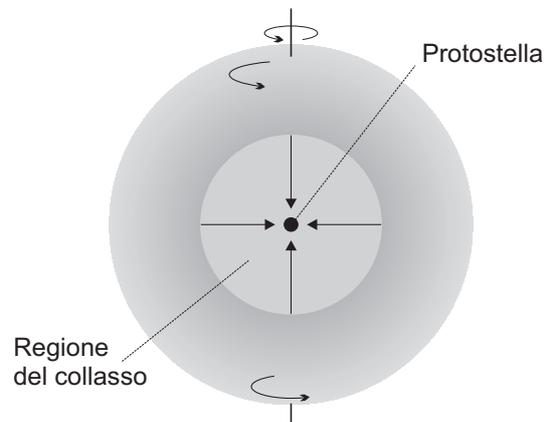


Figura 9: Collasso di un nucleo denso.

radiotelescopi, gli unici strumenti in grado di rivelare la debole radiazione a lunghezze d'onda millimetriche proveniente dalle nubi molecolari in particolare da gas quali il monossido di carbonio (CO) e monossido di carbonio. Studiando l'emissione di questi gas si è visto che di norma, un nucleo denso ha un diametro di alcuni mesi luce, una densità di 30.000 molecole di idrogeno per centimetro cubo e una temperatura di circa 10 gradi kelvin. In queste condizioni la pressione esercitata dal gas di un nucleo denso è quasi esattamente quella necessaria a bilanciare l'azione di compressione dovuta all'attrazione della gravità del nucleo stesso. *Lo stato a partire dal quale il nucleo si contrae in una stella è quindi uno stato leggermente instabile in cui la forza di gravità è appena più intensa della pressione.* Se non è ancora ben chiaro come faccia il nucleo denso stesso a condensare dal complesso di nubi molecolari che lo contiene, è invece abbastanza conosciuta l'evoluzione che può subire uno di tali nuclei. Vediamo le linee principali (fig. 9).

Tutte le simulazioni sviluppate indicano che le nubi in condizioni di instabilità non eccessiva collasano partendo dall'interno verso l'esterno. Ciò significa che il materiale più vicino al centro è il primo a subire un vero e proprio collasso con caduta libera, mentre il gas situato più all'esterno rimane ancora fermo. In seguito il confine della regione che partecipa al collasso si espande progressivamente all'esterno attraverso la nube.

Nel cuore della regione che subisce il collasso le collisioni tra masse di gas cominciano a dare origine alla stella. Questa ha un diametro di un secondo luce appena, pari a un decimilionesimo di quello del nucleo denso cosicché il parametro che più conta è la quantità di materia che vi cade ossia in termini più tecnici la velocità di accumulo (o accrescimento). Per un nucleo denso normale tale velocità raggiunge valori di una massa solare in un periodo compreso tra 100.000 anni e un milione d'anni.

L'oggetto che si forma al centro della nube che subisce il collasso si chiama *protostella*.

5.2 Fasi protostellari

Sempre tramite le simulazioni al computer si è riusciti a realizzare un modello capace di descrivere la fase protostellare. In tal modo si è quindi scoperto che il gas in caduta collide con la protostella a velocità molto elevata, tanto da non riuscire a rallentare prima di raggiungerne la superficie. Il gas viene invece a scontrarsi con un fronte d'urto molto netto consistente in una brusca variazione della pressione, che lo arresta rapidamente. All'interno di questo fronte d'urto il gas si riscalda fino a quasi un milione di gradi e poi si raffredda rapidamente fino a 10.000 gradi andando a depositarsi sulla protostella in formazione.

Questo fronte d'urto consente di spiegare la grande luminosità delle stelle giovani. Se la massa della protostella è pari ad una massa solare, la luminosità emessa dal gas quando incontra il fronte d'urto supera di 10-60 volte quella del Sole. L'estrema brillantezza di queste stelle appena nate non è quindi dovuta alla

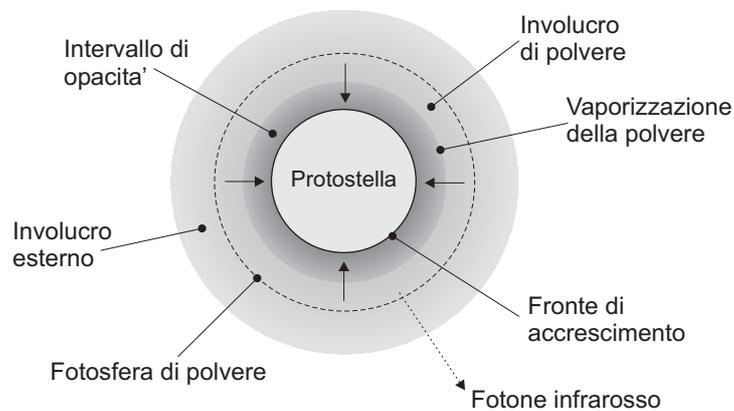


Figura 10: Interazioni della protostella con la materia.

fusione nucleare, come avviene nelle stelle normali, ma all'energia cinetica della materia che viene attratta verso il centro dalla gravità.

Interessante è pure capire come si possa osservare l'emissione luminosa delle protostelle. In tal caso i telescopi ottici non sono particolarmente utili mentre risultano fondamentali i telescopi ad infrarosso montati su satelliti.

Tutto il gas dello spazio interstellare, compreso quello da cui si formano le stelle, contiene polvere formata da particelle solide di dimensioni inferiori al millesimo di millimetro. I fotoni (cioè la luce) che si propagano verso l'esterno a partire dal fronte d'urto finiscono così per incontrare grandi quantità di questi granuli di polvere, granuli che sono in caduta verso il centro insieme al gas del nucleo denso originario (fig. 10). La polvere non riesce a raggiungere la superficie della protostella perché il calore intenso emesso dal fronte d'urto la vaporizza; la regione nella quale si verifica questa vaporizzazione prende il nome di *intervallo di opacità*. Più all'esterno invece la temperatura è abbastanza bassa da permettere l'esistenza dei granuli di polvere. I granuli freddi assorbono i fotoni prodotti nel fronte d'urto e li riemettono a lunghezze d'onda maggiori; questi nuovi fotoni verranno poi assorbiti a loro volta da polvere ancora più lontana dal centro. I fotoni quindi si fanno strada attraverso la materia che costituisce la nube lungo percorsi tortuosi, fino a che la loro lunghezza d'onda media cade ben addentro alla regione infrarossa dello spettro elettromagnetico. Ad una distanza dal centro che corrisponde ad alcune ore luce dalla protostella e che delimita la cosiddetta *fotosfera di polvere*, la lunghezza d'onda dei fotoni diventa troppo grande perché essi vengano assorbiti dalla polvere; i fotoni possono quindi raggiungere senza altri ostacoli i telescopi per l'infrarosso sulla Terra.

In casi particolari le protostelle, ancora trasparenti nell'infrarosso, possono essere osservate pure nel visibile come regioni oscure che spiccano sullo sfondo brillante della Via Lattea o di una nebulosa brillante: sono i cosiddetti *globuli di Bok*.

5.3 Innesco delle reazioni di fusione

Quando la protostella ha accumulato abbastanza materia da raggiungere una massa pari a qualche decimo di quella del Sole, la temperatura al centro diventa sufficiente per indurre la fusione nucleare. Nelle protostelle però, il processo assume caratteristiche molto diverse da quelle che si osservano nelle stelle della sequenza principale, stelle di mezza età come il Sole che si trovano in uno stato di equilibrio a lungo termine. In queste stelle la reazione principale è quella di fusione dei nuclei di idrogeno.

L'idrogeno è l'elemento chimico più comune nell'universo. Nel Big Bang esso è stato prodotto soprattutto nella sua forma isotopica normale, di atomo con un nucleo costituito da un solo protone. Circa due nuclei di idrogeno su 100.000 sono però nuclei di deuterio, costituiti da un protone e un neutrone; questo

isotopo fa parte, come l'idrogeno, del gas interstellare che viene a essere inglobato nelle nuove stelle. È davvero sorprendente quanto sia importante il ruolo che questa impurezza in traccia svolge nella vita delle protostelle. L'interno di una protostella non è ancora abbastanza caldo da permettere la fusione dell'idrogeno normale, una reazione che si verifica a una temperatura di 10 milioni di gradi, ma raggiunge facilmente, grazie alla compressione dovuta alla forza di gravità, la temperatura di un milione di gradi necessaria ad avviare la fusione del deuterio, anch'essa in grado di emettere notevoli quantità di energia.

Poiché la materia che costituisce la protostella è già troppo opaca per trasmettere questa energia per irraggiamento cioè attraverso radiazione, la stella diviene instabile dal punto di vista convettivo: bolle di gas riscaldato dalla combustione nucleare cominciano a risalire verso la superficie. A equilibrare questo moto ascensionale provvede la discesa di gas più freddo verso il centro; si instaura così una circolazione convettiva analoga a quella che avviene, su scala evidentemente diversa, in una stanza riscaldata da un calorifero. In una protostella però, i vortici circolanti trascinano l'altro deuterio che si è appena depositato sulla superficie, trasportandolo rapidamente verso il centro dove subisce fusione e libera altra energia. Il flusso discendente del ciclo convettivo apporta quindi continuamente nel centro della protostella il combustibile necessario ad alimentare sia la fusione nucleare sia la convezione stessa.

Benché la concentrazione dei nuclei di deuterio sia bassa, il calore liberato durante la fusione ha un influsso notevole sulla protostella. L'effetto principale della combustione del deuterio è di far espandere la stella: dato che la convezione è un sistema efficiente di distribuzione del calore, l'entità dell'espansione dovuta alla fusione del deuterio è una caratteristica che dipende solo dalla massa dell'oggetto. In una protostella di $1 M_{\odot}$ (con M_{\odot} intenderemo da qui in avanti, la massa del Sole) il raggio diventa pari a 5 raggi solari, mentre una protostella di $3 M_{\odot}$, può espandersi fino a raggiungere i 10 raggi solari.

5.4 Problemi

Un tipico nucleo denso contiene evidentemente più massa di quella che alla fine andrà a costituire la nuova stella. Deve quindi esistere un qualche meccanismo capace di espellere la massa in eccesso e arrestare l'accrescimento. La grande maggioranza degli astronomi è convinta che il responsabile sia un vento molto intenso emesso dalla superficie della protostella, che respinge il gas in arrivo fino a disperdere tutto il nucleo denso. A questa ipotesi si giunge in base alle numerose osservazioni di flussi di gas molecolare che si allontanano da sorgenti di radiazione infrarossa. Questo vento, non ancora osservato direttamente, dovrebbe respingere verso l'esterno materia e radiazione a velocità molto maggiore del vento emesso dalle stelle della sequenza principale. La sua causa resta comunque uno dei misteri più fitti dello studio della formazione delle stelle (fig. 11).

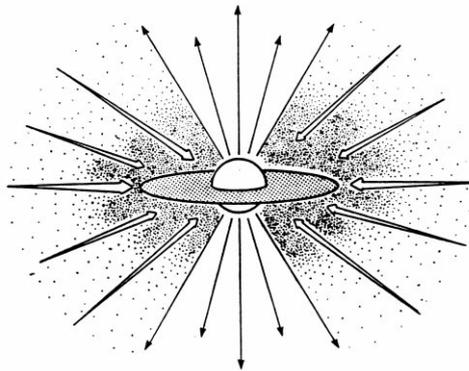


Figura 11: Venti protostellari polari e gas in caduta.

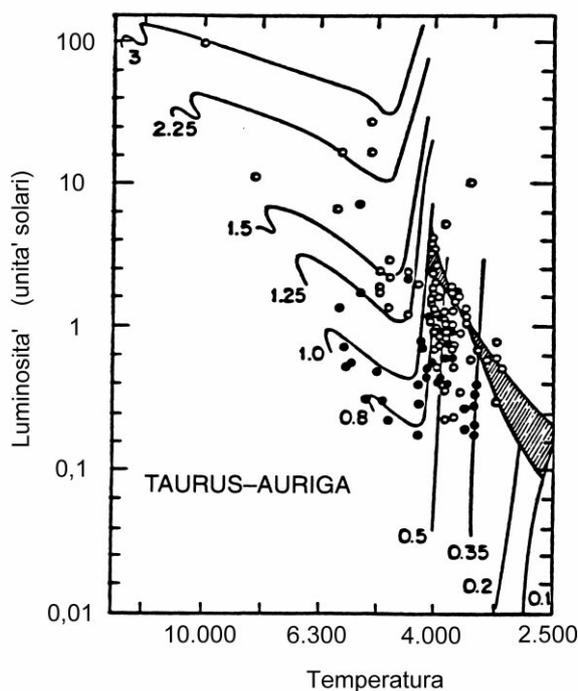


Figura 12: Diagramma H-R e tracce di Hayashi.

5.5 Stelle neonate

Dopo la dispersione del nucleo denso per azione del forte vento uscente dalla protostella, l'oggetto si presenta ora visibile agli strumenti ottici: è una stella del tipo *pre-sequenza principale*. Queste stelle, come le protostelle, sono molto luminose e anche in questo caso è l'attrazione gravitazionale e non la fusione nucleare a essere responsabile della luminosità. La pressione del gas nell'interno della stella le impedisce di subire un collasso totale; il calore che genera questa pressione, però, viene irradiato dalla superficie della stella che quindi brilla intensamente e si contrae a poco a poco.

Via via che la stella si fa più compatta la temperatura interna aumenta sempre più fino a raggiungere i 10 milioni di gradi circa. A questo punto, l'idrogeno comincia a trasformarsi in elio. L'aumento di pressione dovuto al calore sviluppato da questa reazione blocca la contrazione e la stella entra nella sequenza principale. Al Sole, una tipica stella alimentata dalla combustione dell'idrogeno, sono occorsi circa 30 milioni di anni per contrarsi dalle dimensioni maggiori che aveva da protostella fino a quelle attuali; poi il calore liberato dalla fusione dell'idrogeno ha mantenuto costanti le sue dimensioni per circa 5 miliardi di anni.

La descrizione dell'evoluzione stellare fin qui proposta è coerente con le attuali teorie fisiche e i fenomeni nucleari conosciuti, ma le teorie hanno bisogno del sostegno dei dati e in questo caso, i dati consistono in misurazioni delle caratteristiche di numerose stelle in fasi diverse della loro evoluzione. Il metodo più comodo per esprimere i risultati di queste misurazioni è quello di utilizzare il diagramma di Hertzsprung-Russel, o H-R, dove è possibile sintetizzare l'evoluzione delle stelle osservabili nella banda ottica.

Il diagramma H-R riporta in ordinata la luminosità delle stelle e in ascissa la loro temperatura superficiale. Le stelle della sequenza principale, come il Sole, che sono alimentate dalla fusione dell'idrogeno, si dispongono su una curva che attraversa il diagramma in diagonale. Il maggiore o minore scostamento da questa dipende da un unico parametro, la massa della stella.

Le stelle pre-sequenza principale, essendo più luminose di quelle di pari massa della sequenza principale, si trovano pertanto al di sopra della curva di quest'ultima nel diagramma H-R. La luminosità diminuisce

col passare del tempo perché la contrazione della stella riduce l'area superficiale capace di emettere radiazione. Ne consegue che il punto rappresentativo della stella si sposta lungo un percorso ben definito, uguale per tutte le stelle di una certa massa, chiamato *traccia di Hayashi*, astronomo dell'università di Kyoto che per primo negli anni sessanta calcolò le caratteristiche delle stelle di pre-sequenza. Nella fig. 12 si rappresentano le tracce di Hayashi per protostelle con masse da $0,1 M_{\odot}$ a $3 M_{\odot}$. Le stelle pre-sequenza principale entrano nel diagramma sulla curva della nascita (tratteggiata nella figura) e si spostano lungo linee ben precise fino a raggiungere la sequenza principale.

Le osservazioni di ammassi giovani vicini (gruppi di stelle inframmezzate da gran quantità di gas) hanno rivelato che molte stelle che li costituiscono si trovano al di sopra della sequenza principale. Quelle che si trovano vicino alle tracce di Hayashi corrispondenti a masse pari o inferiori a quella del Sole sono denominate *stelle T Tauri*, mentre le loro controparti di massa maggiore si chiamano *oggetti Herbig Ae e Be*. Le posizioni osservate delle stelle T Tauri e di quelle Herbig Ae e Be e delle stelle che espellono flussi di gas sono coerenti con la teoria: sono comprese tra la curva della nascita e la sequenza principale. La stessa teoria fornisce i tempi di permanenza delle prime fasi evolutive: questi sono riassunti dalla tabella 3 e confermano ancora una volta come le stelle di grande massa percorrano anche queste fasi in modo molto più rapido di quelle con masse prossime o inferiori ad una M_{\odot} .

massa	tempo della contrazione	tempo in sequenza principale
(sole = 1)	(milione di anni)	(milione di anni)
0,5	300	200.000
1	75	10.000
2	15	1.200
5	1,5	150
10	0,5	50
25	0,1	5

Tabella 3: Tempi di permanenza nelle prime fasi evolutive.

5.6 Sottoprodotti

I modelli che descrivono la nascita delle stelle “prevedono” un sottoprodotto di notevole importanza: i dischi circumstellari. Si ritiene che siano questi dischi a costituire la materia prima per la formazione dei sistemi planetari (fig. 13).

Un disco si forma perché, come già notato, non tutta la materia che collassa all'interno di un nucleo denso raggiunge direttamente la protostella. Inoltre il processo, qualunque esso sia, che ha dato origine al nucleo denso deve aver quasi sicuramente impresso al sistema una rotazione all'inizio del collasso. Per questo motivo quando nel nucleo denso in rotazione il gas più esterno inizia a cadere verso la protostella, se la rotazione è sufficiente, questo può anche non raggiungerla. Il gas si dispone allora in orbita attorno alla protostella e assume via via una forma a disco.

Recentemente sono state ottenute diverse indicazioni dell'esistenza di tali dischi e sono oramai diverse le immagini che mostrano la presenza di materia in forma di veri e propri dischi circumstellari attorno a stelle giovani.

6 Esplosioni stellari

L'assettarsi di una stella nella fase di sequenza principale cioè l'entrata nella sua “vita adulta” con la combustione per fusione nucleare dell'idrogeno presente nel nucleo, non significa necessariamente che questo

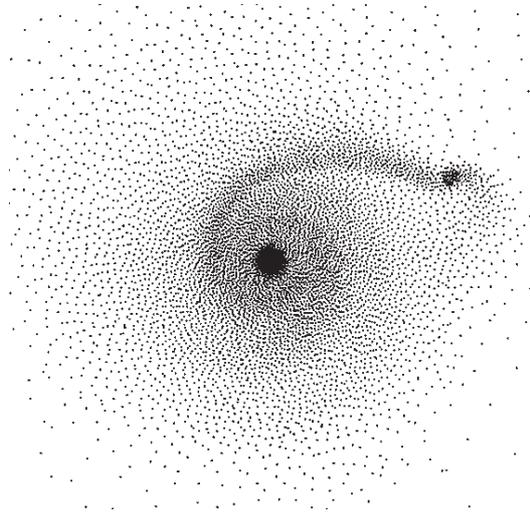


Figura 13: Risultato di una simulazione in un sistema stella–disco.

lungo periodo si accompagna ad una fase di stabilità nella emissione luminosa. In altri termini non è detto che una stella mantenga (come farà il Sole) una luminosità sostanzialmente costante per tutto questo periodo. In effetti questo scenario è applicabile solo nel caso che le stelle non appartengano a sistemi stellari dove due o più stelle interagiscono fortemente tra di loro cioè se non appartiene a sistemi doppi (o tripli ...). Se la stella appartiene ad un tale sistema, e sono la maggioranza, l'evoluzione stellare subisce variazioni significative e, come vedremo, possono produrre eventi di notevole interesse, quali esplosioni di parti consistenti della stella.

6.1 Le novae

Il termine latino “novae”, introdotto alla fine del Cinquecento da Tyco Brahe, vuole designare quelle stelle apparse improvvisamente in cielo e mai osservate prima. Nel corso dei secoli furono osservate di tanto in tanto in cielo “stelle nuove” apparse là dove non erano mai state viste stelle. Con la strumentazione moderna, ogni anno si possono osservare una dozzina di queste brusche variazioni nella luminosità di alcune stelle, benché la gran parte di esse non possono essere apprezzate a occhio nudo. Anche oggi quindi, questo fenomeno è noto come l'apparizione di una *nova*. Ma a che cosa è dovuto questo improvviso aumento di splendore, in alcuni casi pari anche ad un milione di volte la luminosità normale?

Partiamo dalla constatazione che la maggioranza delle stelle appartiene a sistemi binari. Poiché inoltre in questi sistemi le masse delle due componenti sono generalmente diverse, diverse possono essere le tracce evolutive di ciascuna in quanto il periodo di appartenenza alla sequenza principale è legato alla massa stellare. In particolare a massa maggiore corrisponde una maggiore efficienza delle reazioni e quindi una vita media minore. Sappiamo pure che il prodotto finale dell'evoluzione stellare sono le *nane bianche*, stelle che concentrano una quantità di materia pari a quella del Sole in un volume non superiore a quello della Terra.

Consideriamo quindi un sistema binario assai allargato, in cui un membro ha massa molto maggiore dell'altro (fig. 14–a). La stella di grande massa, attorno alla quale orbita l'altra, evolve rapidamente, trasformando in elio il proprio idrogeno tramite il ciclo *CNO* che coinvolge il carbonio, l'azoto e l'ossigeno. Alla fine di questa fase la stella diventa una gigante rossa e si espande, inglobando la compagna più piccola.

Le due stelle continuano a orbitare una intorno all'altra all'interno dell'involucro gassoso comune, cedendo a questo energia. In seguito a questo trasferimento di energia, il gas viene espulso dal sistema e le due stelle si avvicinano progressivamente l'una all'altra lungo un percorso a spirale (fig. 14–b). Alla fine,

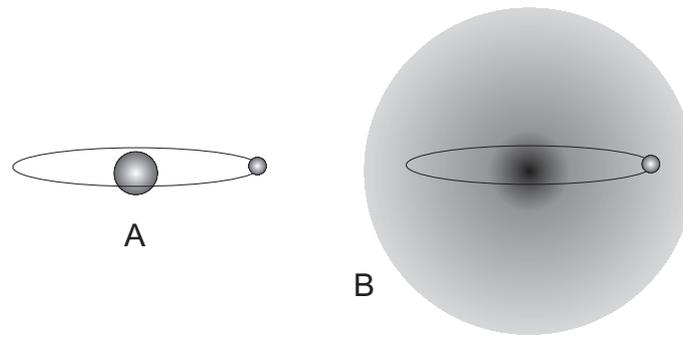


Figura 14: Formazione di una nova (a,b).

quando tutta la materia della stella più grande che si estendeva oltre l'orbita di quella più piccola è andata perduta, il periodo di evoluzione nell'"involucro comune" ha termine, e il sistema si trasforma in una binaria stretta (fig. 15-c).

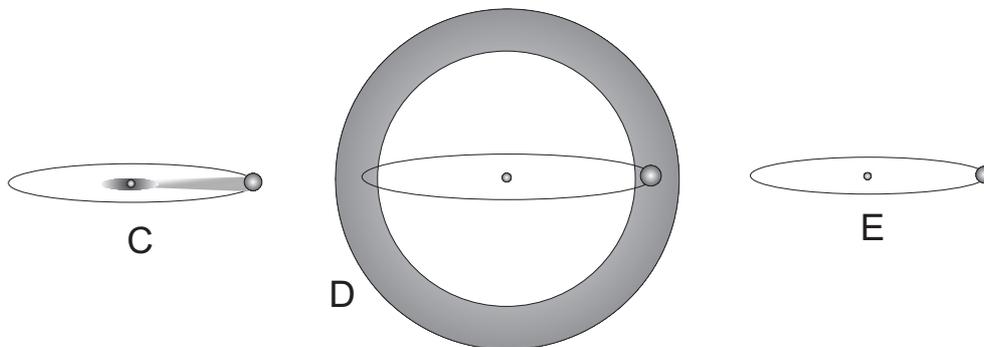


Figura 15: Formazione di una nova (c, d, e).

La stella di grande massa inoltre, avendo oramai consumato tutto il proprio combustibile, è diventata una nana bianca compatta, mentre la sua compagna è rimasta più o meno com'era all'inizio, in sequenza principale.

Per la estrema vicinanza delle due stelle (si pensi che il periodo orbitale può anche essere di poche ore) la compagna della nana bianca perde via via del gas che, dopo aver formato un disco di accrescimento che turbinava attorno alla nana bianca centrale, cade sulla superficie di quest'ultima (fig. 15-c). Essendo ricco di idrogeno questa materia va a rifornire la nana bianca di nuovo combustibile. La gravità molto intensa della nana bianca rende conto degli eventi successivi. Difatti questa comprime il gas durante la caduta e se questo, accumulandosi sulla superficie raggiunge valori pari a 100 volte la massa della Terra, la temperatura raggiunge i milioni di gradi necessari per innescare la fusione dei nuclei di idrogeno in elio. La materia diventa quindi ancora più calda, accelerando sempre più la fusione, fino a dare origine a reazioni termonucleari incontrollate come quelle che si hanno in una bomba a idrogeno.

Quando la temperatura nelle profondità degli strati che si sono accumulati supera i 30 milioni di gradi, la materia comincia a mescolarsi in maniera turbolenta con gli strati sovrastanti. La regione di mescolamento si espande verso la superficie, portando con sé calore e materia provenienti dall'interno. Entro pochi minuti gli strati superficiali, insieme con i prodotti della fusione e con elementi del nucleo della nana bianca, sono espulsi nello spazio con un fantasmagorico lampo di luce (fig. 15-d). ...E una "stella nova" illumina il cielo.

Nessuno ha mai osservato i primissimi minuti dell'esplosione di una nova. Le simulazioni prevedono

che la temperatura in superficie possa superare il milione di gradi e che i gas caldissimi possano essere espulsi a una velocità di oltre 5000 km/s. In seguito all'aumento improvviso di volume, il gas si raffredda; entro poche ore la radiazione emessa passa dalla regione X dello spettro a quella ultravioletta, di minor energia. Contemporaneamente l'area del gas aumenta, rendendo la nova sempre più brillante anche se la sua temperatura va diminuendo. Poi, con un'ulteriore espansione e raffreddamento, gradualmente la luminosità complessiva inizia a diminuire riprendendo, dopo un periodo di poche settimane o pochi mesi, i valori iniziali. Dopo qualche anno potremo fotografare una nube in espansione attorno all'astro.

Il ciclo può quindi ricominciare e la nana bianca può risucchiare dell'altra materia alla vicina. Ancora, dopo un periodo di un centinaio di migliaia di anni, si potrà osservare un'altra esplosione. Alla fine che cosa rimane? Di certo questa successione di eventi lascia una binaria stretta (fig. 15-e) con masse complessivamente inferiori a quelle iniziali ma ancora non si conosce quale possa essere l'effetto a lungo termine di una serie di esplosioni di nova sull'evoluzione sia della nana bianca che della stella compagna di sequenza principale.

7 Esplosioni di supernovae

Un meccanismo del tutto diverso sta invece all'origine delle esplosioni di supernova. La morte di una grande stella è un fenomeno improvviso e violento. La stella si evolve tranquillamente per milioni di anni attraverso numerosi stadi di sviluppo, ma, quando, il combustibile nucleare si esaurisce, collassa sotto il proprio peso in meno di un secondo. Gli eventi principali del collasso durano appena qualche millesimo di secondo. Quello che segue è una supernova, un'esplosione incredibile, la più potente dopo il Big Bang che ha dato origine all'universo.

Una singola stella che esplode può splendere più di un'intera galassia che ne contiene miliardi e irradiare in pochi mesi tanta luce quanta ne emette il Sole in un miliardo d'anni. La luce e le altre forme di radiazione elettromagnetica, inoltre, costituiscono solo una piccola percentuale dell'energia totale della supernova. L'energia cinetica cioè l'energia di moto della materia che esplode è 10 volte più dell'energia elettromagnetica, e una quantità ancora maggiore, viene allontanata dai neutrini, particelle prive di massa, emessi prevalentemente in un lampo che dura circa un secondo. A esplosione avvenuta, quasi tutta la massa della stella si è dispersa nello spazio, e tutto quello che rimane al centro è scoria densa e scura che in certi casi, può sparire a sua volta in un buco nero.

Le supernovae sono eventi rari. Nella nostra galassia ne sono state osservate solo tre negli ultimi 1000 anni; la più luminosa, registrata dai cinesi nel 1054, ha dato origine al guscio di gas in espansione che oggi è noto come Nebulosa del Granchio. Se si potessero osservare solo eventi così vicini, le conoscenze sulle supernovae sarebbero assai scarse. Data la loro grande luminosità però, questi oggetti si possono osservare anche in galassie lontane, e attualmente gli astronomi ne scoprono almeno una decina l'anno. In tempi recenti, la più vicina è stata la oramai famosa, supernova 1987A, osservata appunto nel febbraio del 1987 (v. 7.4).

7.1 Preludio

Una supernova è un epilogo insolito e spettacolare della successione di reazioni nucleari che costituisce la vita di una stella e ne scandisce la storia. Il calore liberato dalla fusione nucleare genera una pressione in grado di controbilanciare l'attrazione gravitazionale che altrimenti farebbe collassare il sistema. L'effetto netto della prima serie di reazioni è la saldatura di quattro nuclei di idrogeno in un unico nucleo di elio. Il processo è vantaggioso dal punto di vista energetico: la massa del nucleo dell'elio è leggermente inferiore alla somma delle masse dei quattro nuclei di idrogeno e l'equivalente in energia della massa eccedente si libera sotto forma di calore.

Il processo prosegue nel nucleo della stella fino all'esaurimento dell'idrogeno che vi si trova. A questo punto il nucleo si contrae, perché non esiste più produzione di energia che si contrapponga alla gravità, e di conseguenza si riscalda insieme al materiale circostante, dando inizio alla fusione dell'idrogeno negli strati circostanti. Nel frattempo il nucleo diventa abbastanza caldo da innescare altre reazioni di fusione, quelle che bruciano elio formando carbonio, e poi il carbonio stesso con formazione di neon, ossigeno e infine silicio, tutte reazioni che portano ancora a una liberazione di energia. Un ultimo ciclo della fusione combina nuclei di silicio e forma ferro, e precisamente il suo isotopo comune Fe-56, costituito da 26 protoni e 30 neutroni. Per la fusione nucleare spontanea questo è il capolinea: il nucleo di Fe-56 è quello con i legami più forti e una ulteriore fusione assorbirebbe energia invece di liberarne.

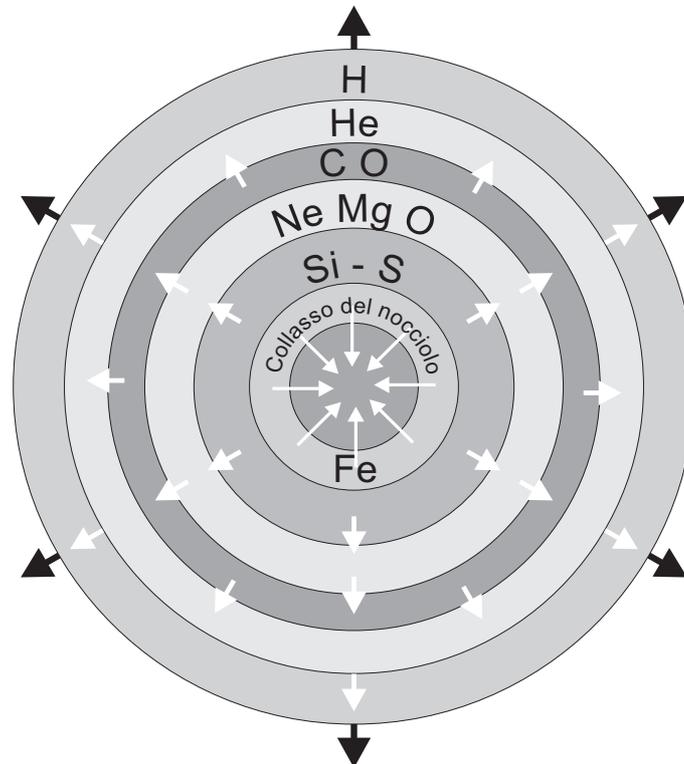


Figura 16: Esplosione di una supernova massiccia.

A questo stadio della sua esistenza la stella ha una struttura a cipolla, con un nucleo di ferro e di altri elementi affini circondato da un guscio di silicio e di zolfo, oltre il quale si trovano strati di ossigeno, carbonio ed elio (fig. 16). L'involucro più esterno è costituito prevalentemente da idrogeno.

Solo le stelle più grandi percorrono fino in fondo la sequenza evolutiva che porta allo stadio finale, quello in cui la stella ha un nucleo di ferro. Una stella grande come il Sole non va oltre la fusione dell'elio e le più piccole si fermano all'idrogeno.

Le stelle più grandi, inoltre, esauriscono più in fretta la riserva di combustibile, anche se all'inizio ne hanno una provvista maggiore; dato che nelle stelle più grandi la pressione e la temperatura interne sono maggiori, il combustibile brucia più velocemente. Mentre il Sole dovrebbe avere 10 miliardi di anni di vita, una stella con massa 10 volte maggiore può completare la propria evoluzione 1000 volte più velocemente. Qualunque sia il tempo impiegato, alla fine il combustibile utilizzabile del nucleo sarà completamente esaurito. A questo punto la produzione di calore nella regione centrale ha termine e la stella deve contrarsi.

Quando ha termine la fusione, una stella di piccola massa si contrae lentamente e va trasformandosi

in una nana bianca, una stella esaurita che irradia solo un fioco bagliore e che, se isolata, può rimanere in questo stato indefinitamente, senza mutamenti degni di nota a parte un raffreddamento graduale.

7.2 Stelle di piccola massa

Ma che cosa arresta l'ulteriore contrazione di una stella? A questa domanda ha risposto più di 50 anni fa lo scienziato indiano Chandrasekhar. È abbastanza evidente che, quando la materia comune viene compressa, l'aumento di densità è dovuto alla riduzione dello spazio libero tra gli atomi. Nel nucleo di una nana bianca questo processo giunge al limite: gli elettroni degli atomi sono fortemente schiacciati gli uni contro gli altri. In queste condizioni offrono una grande resistenza a un'ulteriore compressione.

Chandrasekhar ha dimostrato che esiste un limite alla pressione alla quale può resistere la repulsione reciproca degli elettroni (che, ricordiamo, possiedono la medesima carica elettrica). Se la contrazione si spinge molto avanti si raggiunge un raggio particolare, dove le due forze opposte (gravitazionale e di repulsione) si equilibrano. Tale raggio dipende dalla massa della stella. Questo equilibrio è comunque possibile solo se la massa non supera un certo valore critico che oggi prende il nome di *massa di Chandrasekhar*; se invece è maggiore di questo limite la stella è costretta a collassare. Nelle stelle piccole dove la catena delle reazioni di fusione si ferma al carbonio la massa di Chandrasekhar è 1,44 masse solari, la più grande massa stabile possibile per una nana bianca.

Una nana bianca con massa al di sotto del limite di Chandrasekhar può rimanere stabile indefinitamente; eppure si pensa che siano proprio queste stelle a dare origine alle supernovae di tipo I. Com'è possibile? Il punto cruciale è che le nane bianche destinate ad esplodere come supernovae non sono stelle isolate, ma membri di sistemi binari. Come già esposto nel paragrafo 6.1 sulle novae, si ipotizza che la materia della compagna venga attirata dall'intenso campo gravitazionale della nana e cada progressivamente sulla sua superficie, aumentando la massa del nucleo di carbonio e ossigeno. Alla fine il carbonio al centro si accende e brucia in un'onda che si muove verso l'esterno distruggendo la stella. Questo meccanismo è il responsabile per le supernovae di tipo I.

7.3 Stelle di grande massa

Le supernovae di tipo II derivano da stelle di massa molto maggiore, a partire da un limite inferiore che oggi si valuta in circa otto masse solari.

Per ripercorrere la storia di una supernova di tipo II conviene iniziare nel momento in cui al centro della stella diventa possibile la fusione di nuclei di silicio con formazione di ferro. A questo punto la stella ha già attraversato gli stadi contraddistinti dalla fusione dell'idrogeno, dell'elio, del neon, del carbonio, e dell'ossigeno e ha assunto la struttura a cipolla descritta precedentemente (pag. 24). Per raggiungere questo stato sono occorsi diversi milioni di anni; gli eventi successivi sono però molto più veloci (fig. 17).

All'avvio della reazione finale di fusione, al centro della stella comincia a formarsi un nucleo di ferro e di alcuni elementi affini circondato da un guscio di silicio. Al confine tra i due la fusione prosegue, aggiungendo continuamente massa al nucleo di ferro dentro il quale però, non si produce più energia mediante reazioni nucleari. Il nucleo della stella, una sfera inerte ad alta pressione, si trova quindi nella stessa situazione di una nana bianca: può opporsi alla contrazione solo grazie alla pressione degli elettroni, che è soggetta al limite di Chandrasekhar.

Una volta iniziata, la fusione dei nuclei di silicio procede a velocità estremamente elevata e la massa del nucleo della stella arriva al limite di Chandrasekhar in appena un giorno circa (fig. 17). Una volta raggiunta la massa di Chandrasekhar, il ritmo accelera ancor di più; il nucleo della stella che era stato costruito in un giorno collassa in meno di un secondo. Vediamo nei particolari le fasi iniziali dell'implosione del nucleo di una tale stella.

Uno dei primi punti da sottolineare è che la compressione fa aumentare la temperatura del nucleo e

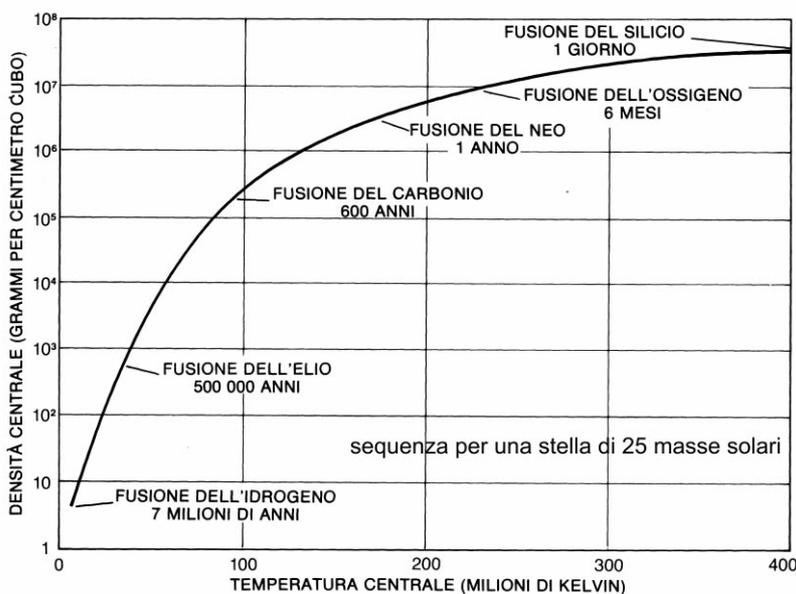


Figura 17: Evoluzione della fusione in una stella di grande massa.

questo potrebbe far aumentare la pressione e far rallentare il collasso (abbiamo difatti più volte utilizzato questo 'meccanismo'); in realtà il riscaldamento in questo caso ha proprio l'effetto opposto. Per capire ciò va tenuto presente che la pressione è determinata da due fattori: il numero delle particelle e la loro energia media. Nel nucleo della stella vi contribuiscono sia i nuclei atomici sia gli elettroni, ma la componente più importante è quest'ultima. Quando nel nucleo della stella la temperatura aumenta, una piccola frazione dei nuclei di ferro si scinde in nuclei più piccoli, aumentando il numero delle particelle nucleari e quindi la frazione nucleare della pressione. Nel frattempo però, questo fatto assorbe energia; difatti se la formazione di un nucleo di ferro libera energia, per scinderlo è necessario fornirne la stessa quantità. Questa energia è ceduta dagli elettroni, la cui pressione così diminuisce. La diminuzione di pressione dovuta agli elettroni è più importante dell'aumento di pressione nucleare e il risultato netto è, come detto, un'accelerazione del collasso.

Vi è un altro importante effetto che va tenuto in debito conto: l'elevata densità del nucleo della stella che collassa favorisce la cattura di elettroni, un processo nel quale un protone e un elettrone si uniscono e formano un neutrone e un neutrino. Questo sfugge dalla stella sottraendole energia (ed entropia) e raffreddando il sistema proprio come l'evaporazione del sudore rinfresca il corpo. La perdita dell'elettrone per questa via diminuisce comunque la pressione degli elettroni permettendo un'ulteriore accelerazione dell'implosione.

Il primo stadio del collasso di una supernova ha termine quando la densità raggiunge un valore di circa 4×10^{11} grammi per centimetro cubo. Non è certo il massimo possibile, tanto che la contrazione del nucleo prosegue, ma segna un cambiamento essenziale nelle proprietà fisiche del sistema: a questa densità la materia diventa opaca ai neutrini.

Il neutrino è una particella molto evasiva, che interagisce raramente con altre forme di materia. Quasi tutti i neutrini che colpiscono la Terra, per esempio, la attraversano tutta senza collidere neppure una volta con qualche altra particella.

Quando però la densità supera i 4×10^{11} grammi per centimetro cubo, le particelle di materia sono così ravvicinate che anche un neutrino ha buone probabilità di urtarne una. Di conseguenza, i neutrini emessi dal nucleo in contrazione della stella vi si trovano intrappolati molto bene. La prigionia non è definitiva; dopo essere stato deviato, assorbito e riemesso molte volte un neutrino alla fine deve riuscire a sfuggire, ma impiega più tempo di quanto non duri il resto del collasso. Un valido confinamento dei neutrini vuol dire che dal nucleo della stella non può uscire energia.

In queste condizioni una regione centrale contenente una massa pari alla massa di Chandrasekhar innesca il cosiddetto *collasso omologo* il che significa un collasso che avviene come un tutto unico conservando la forma del nucleo. Ora l'unica altra speranza per fermare la contrazione consiste nella resistenza alla compressione dei nucleoni cioè di quelle particelle, neutroni e protoni, costituenti i nuclei degli elementi. La situazione comunque non cambia e il collasso non viene impedito finché la densità nella parte centrale del nucleo non arriva a circa $2,7 \times 10^{14}$ grammi per centimetro cubo. Questa è la densità appunto della materia dentro un grande nucleo atomico, e in effetti i nucleoni della regione centrale della stella si uniscono e formano un unico nucleo gigantesco. Un cucchiaino di tale materia ha circa la stessa massa di tutti gli edifici di Manhattan messi insieme.

La materia nucleare è estremamente poco comprimibile e, quindi, quando la parte centrale della stella raggiunge la densità dei nuclei atomici, la resistenza a un'ulteriore compressione è fortissima. È questa la causa più importante delle onde d'urto che trasformano il collasso di una stella in un'esplosione spettacolare!

Quando il centro del nucleo della stella raggiunge la densità dei nuclei atomici, si arresta con un sussulto; questo dà origine ad un'onda d'urto che si propaga all'indietro attraverso il mezzo costituito dal nucleo stellare. Nel frattempo sulla sfera compatta nel cuore della stella continua a cadere altro materiale che però si arresta improvvisamente ma non istantaneamente. La comprimibilità della materia nucleare è piccola, ma non nulla e, quindi, ciò porta il collasso oltre il punto di equilibrio, comprimendo la materia nella regione centrale a una densità ancora superiore a quella di un nucleo atomico. Dopo questa fase di schiacciamento massimo la sfera di materia nucleare rimbalza come una palla di gomma che sia stata compressa e ciò genera delle onde che si uniscono all'onda d'urto. Secondo le simulazioni al computer l'onda si propaga verso l'esterno con velocità compresa tra i 30.000 e 50.000 km/s cioè ad una frazione significativa della velocità della luce. Quest'onda arriva alla superficie del nucleo stellare in una frazione di secondo e poi procede attraverso i vari strati a cipolla; dopo qualche giorno riesce a raggiungere la superficie ed erompe in una esplosione violenta. Oltre un certo raggio dal centro, tutto il materiale della stella viene scagliato via; ciò che rimane all'interno si condensa in una stella di neutroni.

In questa esplosione che sconvolge l'involuppo si crea un gran numero di neutroni che rapidamente si legano l'un l'altro dando origine a isotopi altamente radioattivi. Questo processo può produrre isotopi molto più pesanti del ferro. Quindi diverse masse solari di materiale stellare, arricchito di elementi pesanti che la stella ha creato sia nella fase di supergigante che nell'esplosione di supernova, vengono rilasciate all'improvviso alla velocità di migliaia di chilometri al secondo e restituite allo spazio interstellare. Si produce così un guscio nebulare in espansione.

La stella potrebbe essere vissuta 10 milioni d'anni, eppure in meno di un decimo di secondo il nucleo di ferro collassa su se stesso, fino a diventare una sfera del diametro di 100 chilometri. In quest'attimo la potenza dissipata supera quella irradiata contemporaneamente da tutte le stelle della galassia: l'energia emessa è 100 volte maggiore di quella che il Sole ha speso nel corso della sua intera esistenza e di questa, *il 90% viene trasportata nello spazio dai neutrini prodotti durante la formazione dei neutroni.*

7.4 La supernova del 1987

Come già detto, le supernovae sono eventi relativamente rari all'interno di una galassia. Nessuna supernova è stata più osservata nella Via Lattea dai tempi di Keplero. La teoria che abbiamo esposto è quindi basata sull'osservazione di supernovae rilevabili nelle galassie più vicine alla nostra. Questo fatto comporta non poche difficoltà agli osservatori, soprattutto perché le supernovae si indeboliscono fino a sparire alla vista nel giro di pochi mesi. Per questo fu un meraviglioso colpo di fortuna per gli astronomi la scoperta di una supernova "vicina" avvenuta il 23 febbraio 1987. La supernova 1987A esplose a soli 170.000 anni luce di distanza, nella Grande Nube di Magellano, che è una galassia satellite della Via Lattea. La 1987A è una delle pochissime supernovae delle quali era stata osservata la stella progenitrice, anni prima che avvenisse l'esplosione. Va detto che questa stella non si accordava esattamente con le aspettative teoriche, essendo

una gigante di color blu e non di colore rosso, ma l'anomalia (che ora viene spiegata dalle teorie riviste) è trascurabile rispetto alle molte e significative conferme ricevute dai modelli teorici. La stella esplosa aveva una massa di circa 20 masse solari, e questo quadra con l'ipotesi di un collasso del nocciolo. Ma la cosa più importante è che due rivelatori sotterranei di neutrini, il Kamiokande II in Giappone e l'IMB di Cleveland (Ohio), riuscirono ad intercettare una manciata di neutrini (una decina!) prodotti nel corso del collasso e della trasformazione del nocciolo stellare in neutroni. Questi neutrini, dopo aver attraversato il guscio atmosferico della stella e percorso un così lungo tragitto intergalattico, raggiunsero la Terra poco distanziati gli uni dagli altri, in un "lampo" che durò meno di un minuto: il loro arrivo precedette di diverse ore l'istante in cui i telescopi ottici poterono osservare l'onda d'urto che erompeva dalla superficie della stella.

Questa rivelazione di neutrini ha rappresentato la prima conferma diretta che l'esplosione di una supernova è connessa al collasso di un nucleo stellare. E come conseguenza di questi successi si può dire che nel 1987 abbia avuto inizio l'era dell'astronomia dei neutrini.

8 Residui di supernova

L'oggetto numero 1 del *catalogo Messier* è una macchiolina diffusa, non difficile da osservare al telescopio nei pressi della *zeta* Tauri, chiamata Crab Nebula o Nebulosa del Granchio per il suo aspetto filamentoso. Già nel 1921 essa fu identificata con la "stella ospite" segnalata dai cinesi nel 1054, la più brillante supernova mai osservata, che appunto comparve in quella stessa zona celeste. Nel 1941 il nesso fu accertato in modo incontrovertibile. Nel corso degli anni precedenti gli astronomi avevano seguito i filamenti che nel loro moto espansivo si allontanavano dal centro alla velocità di circa $0,2''$ /anno. Per raggiungere l'attuale diametro angolare di $3'$ l'espansione dovette iniziare circa intorno all'anno 1100.

La Nebulosa del Granchio produce righe di emissione dalle quali, in base all'effetto Doppler, si deduce una velocità radiale di espansione di 1300 km/s. La combinazione delle velocità angolare e radiale porta a stimare la distanza in circa un migliaio di parsec. Anche tenendo conto dell'indebolimento della luce per assorbimento interstellare, la magnitudine visuale assoluta dovette essere di circa -17, che è grosso modo il valore corretto per una supernova di tipo II. Oggi, nove secoli dopo la grande esplosione, noi osserviamo una nube di ceneri gassose ancora ribollenti, arricchite di metalli: sono i resti di una supernova che si disperdono nello spazio dove in origine si condensò la stella.

Abbiamo visto che, negli eventi esplosivi di tipo II il nucleo di ferro della stella implode. Ciò era stato previsto da due astronomi (Baade e Zwicky) già nel 1934 ma all'epoca non furono in grado di dimostrare la fondatezza della loro ipotesi. Dopo l'espulsione degli strati esterni di una stella, resta quindi da determinare il destino del nucleo. E la conferma della loro ipotesi venne solo nel 1967.

8.1 Pulsar: la scoperta

Anthony Hewish, un radioastronomo inglese, aveva progettato un radiotelescopio per analizzare i rapidi cambiamenti che si verificano nell'intensità del segnale di radiosorgenti puntiformi (quali i quasar) quando queste onde radio attraversano il vento solare.

Una studentessa ventiquattrenne Jocelyn Bell, impegnata a perseguire il dottorato di ricerca all'Università di Cambridge nel gruppo di Hewish, analizzando pazientemente i chilometri di striscie di carta su cui venivano registrati i segnali radio, individuò un segnale di aspetto diverso dal solito. Uno studio più accurato evidenziò che il segnale era costituito dal susseguirsi di brevi impulsi distanziati ognuno di 1,3 secondi (fig. 18).

"Impulsi brevissimi che si ripetono ad intervalli regolari di un secondo? C'è qualcuno sulla Terra che li trasmette!" fu l'ovvia interpretazione di Hewish quando fu avvertito della struttura del segnale. Difatti segnali siffatti non potevano venire né da stelle, né tantomeno da galassie, né da altre sorgenti celesti conosciute; tutte troppo estese per originare segnali di così breve durata. Un impulso della durata di due

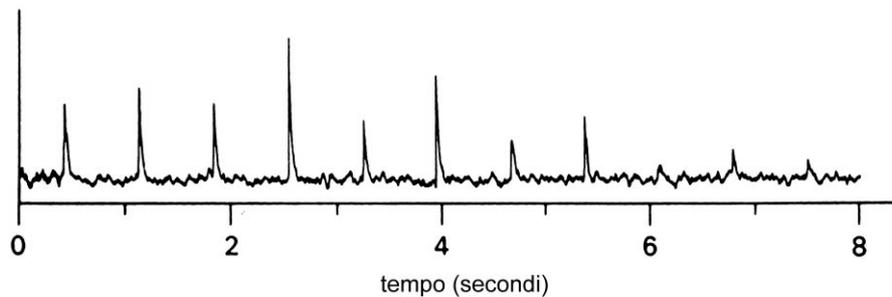


Figura 18: Tipici impulsi di una pulsar (PSR 0329+54).

centesimi di secondo deve necessariamente provenire da una sorgente astronomicamente molto piccola, più piccola della distanza che la luce supera in tale tempo.

Che la sorgente fosse di origine celeste fu comunque subito chiaro poiché la si rilevava nel suo passaggio in cielo a intervalli esatti di un giorno sidereo, cioè l'intervallo dopo il quale una stella passa al meridiano locale. Jocelyn Bell notò pure che quando i segnali ritornavano la notte successiva, erano in fase e con lo stesso periodo di prima, anche dopo parecchi giorni di assenza. Potè essere misurata anche la distanza. La luce e le onde radio si propagano alla velocità di 300.000 km/s nel vuoto, ma quando si propagano in ogni altro mezzo sono un po' più lente (da ciò deriva il comune fenomeno della rifrazione). Per quanto possa essere rarefatto, il gas ionizzato interstellare rallenta quindi le onde radio e le disperde: le frequenze più basse hanno una minore velocità di propagazione. In base a ciò si poté desumere che la sorgente di tali impulsi – da allora denominata *pulsar*, dalla contrazione di *pulsating star*, cioè stella pulsante – distava 300 parsec (980 anni luce).

A questo punto si sapeva dove si trovava la pulsar ma non che cosa fosse. Il meccanismo capace di produrre questi segnali così regolari era naturale o era la prova dell'esistenza di una lontana civiltà di esseri intelligenti che ci mandava un segnale artificiale?

Il solo meccanismo fisico che potesse dar conto di una tale regolarità era la rotazione, ma quale oggetto poteva ruotare così velocemente, con un periodo come quello osservato? La risposta stava nelle intuizioni dei fisici come Lev Landau e astronomi come Baade e Zwicky, i quali avevano ipotizzato l'esistenza delle stelle di neutroni nel 1934. Per ruotare così velocemente, l'oggetto doveva essere molto piccolo, con un diametro dell'ordine di una decina di chilometri: proprio la dimensione attesa per il residuo stellare collassato di una supernova. La pulsar doveva dunque essere una stella degenera di neutroni con una massa superiore a quella del Sole, condensata in una sfera di pochi chilometri e capace di ruotare su se stessa alla velocità di circa un giro al secondo.

La prova decisiva venne con la scoperta di una pulsar all'interno della Nebulosa del Granchio, una pulsar che oltretutto detenne per lungo tempo il record del periodo più breve (0,03106 s): era ormai evidente che esisteva uno stretto rapporto tra pulsar e supernovae. Spostando la ricerca nella parte ottica dello spettro cioè a lunghezze d'onda del visibile, gli astronomi esaminarono un certo numero di stelle nel centro della Nebulosa del Granchio utilizzando un sensore fotoelettrico molto veloce. Si scoprì che una di queste pulsava, cioè restava brillante per una frazione di secondo e poi spariva, con la stessa frequenza del segnale radio: era proprio la stella ipotizzata da Baade 50 anni prima!

Ora che si sapeva cosa e come cercare, le riviste scientifiche si riempirono ben presto di articoli che annunciavano nuove scoperte di queste strane stelle: ai giorni nostri il loro numero è salito a oltre 400. I periodi presentano un'ampia distribuzione: si va da quello della Nebulosa del Granchio fino a circa 4 s. Quasi tutte le pulsar mostrano un tendenziale allungamento del periodo, indicando così che la loro rotazione va rallentando, anche se con una decelerazione estremamente bassa. Le masse, calcolate in base ad osserva-

zioni nei sistemi binari, si collocano intorno a 1,4 masse solari ossia vicino al valore atteso nell'ipotesi che le progenitrici siano delle supernovae.

8.2 Pulsar e stelle di neutroni

Oggi si possiede una buona spiegazione generale di tutti i principali fenomeni di una pulsar. Per comprenderli abbiamo bisogno però di conoscere com'è fatto un atomo (si veda la precedente lezione, parag. 2 pag. 4). Un atomo normale è costituito soprattutto da spazio vuoto: solo una parte su 10^{15} del suo volume è occupata dai protoni o dai neutroni del nucleo. Una stella di neutroni di 1,4 masse solari può avere un diametro di soli 10 o 20 km perché il volume dell'atomo è stato del tutto compresso, con una densità risultante di circa 10^6 t/cm³, un milione di volte maggiore della densità di una nana bianca. Otterremmo un'analogia densità se riuscissimo a comprimere tutta la massa della Terra dentro uno stadio di calcio. La rapida velocità di rotazione di una pulsar scaturisce semplicemente da un principio fisico di conservazione, quello del momento angolare (lezione 1: parag. 1, pag. 2). Man mano che il raggio della stella che collassa dopo l'esplosione della supernova diminuisce, la velocità di rotazione deve necessariamente aumentare. In modo analogo, anche il campo magnetico della stella collassa insieme alla materia, e la compressione delle linee di forza porta la sua intensità a un valore pari a circa 100 miliardi di volte quello del campo magnetico terrestre.

L'asse del campo magnetico di una pulsar, come del resto quello del nostro pianeta, in genere è inclinato rispetto all'asse di rotazione e perciò gli ruota attorno. Si ritiene che il moto del campo magnetico induca un potente campo elettrico capace di accelerare gli elettroni lungo l'asse magnetico fino a una velocità prossima a quella della luce. Il risultato di tutto ciò è un fascio intenso e fortemente collimato (cioè con una direzione ben precisa) di radiazione elettromagnetica che ruota con la stella, comportandosi come il fascio di un faro (fig. 19). Nel caso in cui la Terra si viene a trovare nella direzione del fascio, si potrà rilevare una radiazione pulsata; in caso contrario, non si percepisce affatto l'esistenza della stella. Se il disallineamento tra gli assi magnetico e di rotazione è sufficientemente elevato, può capitare che ci pervengano due impulsi per ogni periodo, l'uno da un polo e l'altro dal polo opposto: in effetti riceviamo un interimpulso di questo tipo anche dalla pulsar della Nebulosa del Granchio.

La radiazione ricava la sua energia dalla rotazione della stella. Ecco perché la pulsar deve rallentare con l'andare del tempo; le più giovani, come quella della Nebulosa del Granchio, ruotano più velocemente e hanno maggiore energia, il che spiega come mai vediamo la pulsar della Nebulosa del Granchio non solo nelle lunghezze d'onda ottiche ma anche nei raggi X. In effetti, si pensa che la pulsar sia la sorgente sia del campo magnetico che degli elettroni ad alta velocità che conferiscono alla Nebulosa del Granchio la sua potenza straordinaria.

Soltanto le pulsar più giovani risultano associate coi resti di supernova, poiché il gas in espansione si dissipa molto prima che la stella ruotante abbia esaurito tutta la sua energia. Pochissimi dei resti di supernova risultano associati con pulsar visibili, sia perché la stella può essere andata completamente distrutta (è ciò che avviene nelle esplosioni di tipo I), sia perché l'asse di rotazione può essere orientato in modo che l'asse magnetico non punti mai verso la Terra. Considerando tutte queste possibilità, ci si accorge che il numero delle pulsar osservate va sostanzialmente d'accordo con il tasso di produzione delle supernovae galattiche. Fatto questo che si aggiunge a quelli descritti precedentemente e conferma la correttezza dell'interpretazione data.

9 Buchi neri stellari

Il collasso gravitazionale è un destino a cui le stelle tendono senza opporvisi attivamente. Le stelle possono perdere buona parte della loro massa nel corso dell'evoluzione, e abbiamo visto che quelle di massa più piccola (5–8 masse solari) possono concludere la loro esistenza come nane bianche. Ma la scoperta delle

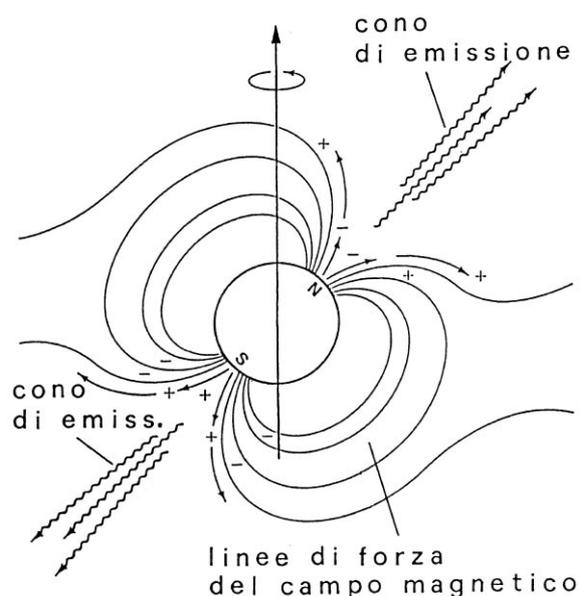


Figura 19: Meccanismo di emissione di una pulsar.

stelle di neutroni nei resti di supernova dimostra che le stelle ancora più massicce non ce la fanno a liberarsi del loro gas in una misura che le metta al sicuro, al di sotto del limite di Chandrasekhar. Il limite superiore per la massa di una stella di neutroni è compreso tra 2 e 3 masse solari, non molto più grande del limite di una nana bianca, e non c'è alcun motivo teorico che impedisca l'evoluzione stellare di portare a resti più massicci di così.

Al di sopra di 2 o 3 masse solari è perciò destino che una stella vada soggetta a un collasso gravitazionale completo che la trasforma in un *bucò nero*: *non c'è pressione interna di alcun tipo che possa mantenerla in equilibrio una volta esaurite le sue sorgenti di energia nucleare.*

Ma che cos'è un buco nero? È esperienza quotidiana che quando si lancia una palla verso l'alto, la si vede perdere energia cinetica sotto l'azione della gravità, rallentare e ben presto ricadere a terra. Se però si riuscisse a lanciarla a 11,2 km/s, che è la velocità di fuga dalla superficie terrestre, l'intensità del campo gravitazionale sarebbe insufficiente a fermarla. Pur continuando perpetuamente a rallentare, la palla proseguirebbe lungo la sua traiettoria di allontanamento nello spazio e non tornerebbe mai più indietro.

Nel 1916 Albert Einstein dimostrò, nel quadro della sua teoria generale della relatività che pure un fascio di luce risente della gravità (lezione 1, parag. 1.1). D'altra parte uno dei concetti fondamentali della stessa teoria è che la velocità della luce nel vuoto è costante, indipendentemente dalla velocità della sorgente che la emette o di chi la osserva. Un fascio luminoso quindi, risente della gravità in modo simile alla palla ma non può rallentare: può invece perdere energia. Difatti poiché questa è proporzionale alla frequenza ($E = h\nu$) la perdita di energia avviene attraverso una diminuzione della frequenza: la lunghezza d'onda si allunga e la luce si arrossa.

Adesso immaginiamo di essere nello spazio e di guardare verso la Terra, dalla quale un amico ci invia un fascio di luce verde. Siccome il campo gravitazionale terrestre è debole, la luce perde solo un po' di energia e si arrossa in modo impercettibile. Ma supponiamo che nello stesso tempo il nostro amico cominci a comprimere la Terra. Il campo gravitazionale in superficie cresce di conseguenza, e così la velocità di fuga: altrettanto deve aumentare il grado di arrossamento del fascio luminoso. Nel momento in cui la Terra arriva a essere compressa in una sferetta con un diametro di poco inferiore a 2 cm, la velocità di fuga raggiunge il valore della velocità della luce: la luce a quel punto perde tutta la sua energia, la lunghezza

d'onda diventa infinita e sia il fascio luminoso che la Terra spariscono alla nostra vista. Il nostro pianeta si è trasformato in un *buco nero*, un punto singolare dello spazio-tempo dal quale nulla può più sfuggire. Qualunque oggetto si trovi in queste condizioni continua a collassare all'infinito, e nel suo centro la massa finisce per raggiungere una densità infinita. Le leggi della fisica perdonano ogni significato all'interno del buco nero, poiché nessuna informazione può uscirne. Mentre collassa, tuttavia, il buco nero si lascia alle spalle una superficie apparente che è detta orizzonte degli eventi, il cui raggio dipende solo dalla massa del buco nero e pertanto, se questa non cambia, resta costante nel tempo. La dimensione dell'orizzonte degli eventi viene assunta come dimensione del buco nero. Per una stella appena sopra alla soglia delle 3 masse solari, l'orizzonte degli eventi misura qualche chilometro, poco meno del raggio della stella di neutroni stessa.

9.1 Esistono?

Ma esistono davvero i buchi neri? E se esistono, dove sono? E se nessuna radiazione può uscirne, come possiamo sperare di scoprirli? La risposta sta nello stesso tipo di fenomeno che produce le novae e probabilmente le supernovae di Tipo I: le interazioni gravitazionali.

Nella costellazione del Cigno c'è una nana del tipo O per il resto apparentemente normale, che emana un potente flusso di raggi X. La stella, nota come Cygnus X-1, mostra righe di assorbimento che si spostano avanti e indietro per effetto Doppler, rivelando la sua appartenenza a un sistema binario, anche se non si vede traccia della compagna. In questa situazione, stimando la massa della stella di classe O in Cyg X-1, si può fissare un limite inferiore alla massa della compagna invisibile. Nel caso specifico, questa risulta superiore a 3 masse solari, e potrebbe addirittura raggiungere il valore di 16 masse solari. Una stella normale con questa massa sarebbe senz'altro visibile, e inoltre questo oggetto è troppo massiccio per essere una nana bianca o una stella di neutroni: da qui la conclusione che deve trattarsi di un buco nero. I raggi X sono prodotti dalla materia dell'atmosfera della nana O che, risucchiata dalle forze mareali, finisce su un disco di accrescimento ad altissima temperatura prima di sparire per sempre cadendo nel pozzo gravitazionale del buco nero. Senza i raggi X non ci saremmo mai accorti dell'esistenza di questo sistema.

Esistono almeno altri due candidati al ruolo di buco nero: LMC X-3 nella Grande Nube di Magellano e A0620-00 nella costellazione dell'Unicorno: per entrambi si pensa che la massa dell'oggetto collassato sia prossima alle 10 masse solari. Secondo l'opinione di alcuni astronomi l'esistenza dei buchi neri in sistemi binari stellari è stata confermata con la probabilità del 99%: per questi non ci sono spiegazioni alternative plausibili delle osservazioni.

9.2 I miti sui buchi neri

Concludiamo con alcune considerazioni sui buchi neri. Dato il grande impatto psicologico che l'idea dei buchi neri ha avuto sull'opinione pubblica, impatto ampliato a dismisura dai mezzi di comunicazione, si sono venuti a creare su tali oggetti diversi miti popolari sui quali conviene dare qualche chiarimento.

Il primo è che i buchi neri siano oggetti in grado di assorbire qualsiasi cosa e cioè siano dei grandi ripulitori del vuoto cosmico. Ebbene: questo è falso! L'influenza di un buco nero è limitata; solo gli oggetti nelle immediate vicinanze sono fortemente attratti verso il buco nero ed esiste sempre la possibilità di raggiungere un'orbita stabile (o quasi stabile) ad una distanza opportuna e sufficientemente sicura, attorno al buco nero. Per esempio, se il Sole si trasformasse in un buco nero, l'orbita della Terra non ne sarebbe alterata; le masse del Sole e della Terra rimarrebbero costanti così come la distanza tra essi e la forza di gravitazione. Infatti, il campo gravitazionale rimarrebbe il medesimo in ogni punto al di là dell'attuale raggio solare.

Una seconda credenza da rivedere e che è spesso presente nei racconti di fantascienza, è quella che fa nascere buchi neri dappertutto: questi si formerebbero quindi, senza apparenti ragioni, in qualsiasi regione del cosmo. Ora anche questo è falso. I buchi neri, secondo le attuali leggi fisiche possono essere prodotti in

poche e specifiche situazioni: 1) da stelle molto massicce, 2) da stelle di neutroni legate gravitazionalmente ad altre stelle compagne e dalle quali stanno sottraendo materia attraverso dischi di accrescimento, 3) nel centro delle galassie (come si vedrà più avanti), 4) a causa delle disomogeneità della densità della materia appena dopo il Big Bang. In un tale quadro quindi, il nostro Sole non potrà mai diventare un buco nero.

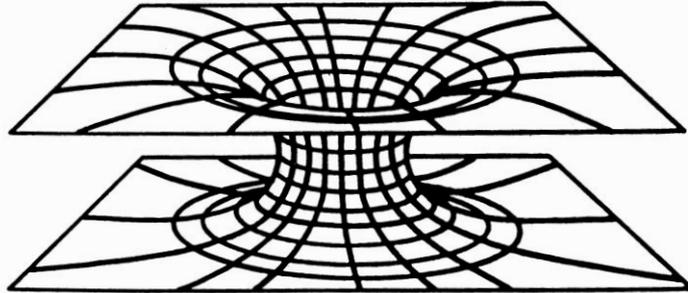


Figura 20: Diagramma illustrativo dello spazio in prossimità di un buco nero.

Una terza credenza ha origine nelle rappresentazioni grafiche che dei buchi neri sono state proposte nell'ambito della letteratura scientifica (fig. 20). Tale credenza considera possibile realizzare viaggi in altri universi o, in altre parti del nostro Universo, attraverso queste strutture divulgate come tunnel spazio-temporali (tecnicamente invece, sono detti ponti di Einstein-Rosen). Innanzitutto, questi diagrammi schematizzano solo una situazione ideale e non descrivono adeguatamente la struttura spazio-temporale entro un buco nero. Analisi più dettagliate mostrano difatti che per poter realizzare un tale "passaggio" tra universi, un oggetto dovrebbe andare ad una velocità superiore a quella della luce, il che è impossibile. In aggiunta dovrebbe esistere della materia con proprietà particolarmente strane, quali per esempio un'energia negativa. Ne segue che la possibilità di viaggi tra universi o tra diverse parti del nostro Universo dev'essere considerata solo come una (brillante) invenzione degli scrittori di fantascienza.



«E' nero e sembra un buco. Direi che è un buco nero.»

Biblioteca Comunale di Monticello Conte Otto

Lezione 3. Le galassie

10 Galassie

Le galassie sono i “mattoni” dell’universo. Nella maggior parte dei casi la luce che ne proviene è la somma dell’emissione delle decine o centinaia di miliardi di stelle da cui esse sono formate. Sappiamo pure che per le loro dimensioni e lontananza questi “universi-isola” sono stati riconosciuti come tali solo in questo secolo, da Edwin Hubble, attorno agli anni venti.

Il tipo di galassia più familiare è quello dei sistemi a disco, o galassie spirali. Sulle lastre fotografiche queste galassie sembrano composte essenzialmente da stelle e da gas concentrati in un disco circolare. Una tipica galassia spirale contiene qualcosa come 10^{11} stelle e un 10% di materia sotto forma di gas, il tutto distribuito in una regione con un diametro di circa 100 mila anni luce. Stelle e gas percorrono orbite grosso modo circolari attorno al centro del disco con periodi tali che una stella impiega 200 milioni di anni per completare una singola rotazione, pur muovendosi a 200 km/s; ogni stella ha perciò percorso al più una cinquantina di orbite da quando si formò la sua galassia. Il più prossimo di questi sistemi, molto simile alla nostra Via Lattea, dista circa 2 milioni di anni luce da noi ed è la galassia di Andromeda.

Lo schema generalmente accettato di classificazione delle galassie vede, accanto alle galassie a spirale, quelle *ellittiche*, la seconda classe per importanza. Questi sono sistemi dalla forma variamente ellittica costituiti da $10^8 \div 10^{12}$ stelle, ciascuna delle quali percorre orbite complicate sotto l’influsso del campo gravitazionale complessivo. L’aspetto indifferenziato e uniforme di una galassia ellittica ci dice che le orbite stellari sono distribuite in modo sostanzialmente casuale. In un tale sistema si è venuto a stabilire un equilibrio dove si bilanciano, da un lato, la tendenza della gravitazione a far collassare le stelle verso il centro e, dall’altro, i moti casuali che invece tenderebbero a disgregare la galassia. Generalmente sulle fotografie le singole stelle appaiono così vicine che non si riesce a risolverle individualmente; eppure, dentro l’enorme volume di una galassia queste stelle sono così disperse che non c’è una probabilità significativa che possano essere avvenute collisioni o incontri ravvicinati nel corso dei 10 e più miliardi di anni di vita del sistema; lo stesso vale per le galassie a disco.

Solo nelle regioni più dense del nucleo galattico tale probabilità non è trascurabile. Le osservazioni delle regioni centrali della Via Lattea e di altre galassie hanno già da tempo evidenziato come l’emissione da queste regioni non possa provenire solo da stelle normali. Per questo fatto il nucleo di una galassia dev’essere pertanto un oggetto interessante e misterioso. È appunto sulle particolarità di queste regioni che ci vogliamo soffermare.

10.1 Nuclei galattici

Guardando la fotografia di una galassia è facile constatare che la concentrazione delle stelle aumenta andando verso il centro, il cosiddetto *nucleo*. Alle lunghezze d’onda ottiche, il nucleo della Via Lattea risulta oscurato da uno spesso velo di polveri e di gas, ma le osservazioni nell’infrarosso hanno rivelato l’esistenza di milioni di stelle concentrate entro un anno luce dal centro. Se confrontiamo questa densità stellare con quella dell’ambiente che ci circonda, che è di circa $0,006 M_{\odot}$ per anno luce cubico, dobbiamo concludere che mediamente nella regione del centro galattico le stelle sono 300 volte più concentrate.

I nuclei delle galassie sono pertanto luoghi “pericolosi”, dove le stelle non solo sono incredibilmente addensate ma si muovono pure casualmente in tutte le direzioni a velocità che giungono a diverse centinaia di chilometri al secondo, e tutto ciò a causa della mutua attrazione gravitazionale. Per trovare densità stellari

altrettanto elevate bisogna andare nei centri degli ammassi globulari ma lì le velocità sono fra 10 e 100 volte più basse. Collisioni violente fra le stelle dovrebbero essere inevitabili nei nuclei galattici, e in effetti la stima è che nel nucleo della Via Lattea se ne verifichi una ogni 10 mila anni.

Non è facile prevedere quale possa essere il destino di una così densa concentrazione di stelle: se ne discute dagli anni sessanta, e la soluzione dell'enigma, conviene ribadirlo esplicitamente, è ancora lontana. Tanto per cominciare, non è ben chiaro teoricamente quale possa essere l'esito anche di un solo incontro stellare.

10.2 Cattura e urti stellari

Quando si considera la struttura di una galassia come un tutto unico, è corretto considerare le singole stelle come punti dotati di massa di dimensioni trascurabili. Questa approssimazione però non regge più quando si considerano incontri ravvicinati nei quali due stelle si sfiorano passando a una distanza di pochi raggi stellari: in una situazione del genere le forze mareali deformano la struttura interna delle stelle, riscaldandole e frenando il loro moto. Se questo effetto di attrito rallenta in misura apprezzabile i moti relativi, le due stelle possono cominciare a orbitare l'una attorno all'altra, e così due astri che si muovevano indipendentemente l'uno dall'altro si ritrovano a essere legati in un sistema binario per cattura mareale. Se poi le maree sono sufficientemente intense, le stelle possono avvicinarsi con moto a spirale fino a fondersi in un solo astro più massiccio. Il destino di un simile astro dipende dall'ambiente in cui il fenomeno si produce e soprattutto dallo stadio evolutivo delle due stelle che l'hanno generato.

Ora si ritiene che la fusione rappresenti il più probabile dei risultati di un incontro stellare in cui le velocità relative sono piccole rispetto alla velocità di fuga dalla superficie di ciascuna stella. La velocità di fuga dal Sole, per esempio, è di 618 km/s.

Quando le velocità relative sono molto più elevate, le stelle si schiantano letteralmente l'una contro l'altra con un rilascio di getti di gas di altissima velocità. Mentre gli incontri lenti danno origine a stelle di grande massa (maggiore delle 100 M_{\odot}), le collisioni veloci demoliscono le stelle esistenti. Le collisioni sono per lo più distruttive quando hanno luogo in ammassi di stelle veloci, con velocità tipiche superiori a 1000 km/s. Ma nell'ammasso stellare al centro della Via Lattea le velocità sono solo di circa 200 km/s e gli incontri dovrebbero quindi situarsi nel regime delle fusioni piuttosto che nelle collisioni veloci. In effetti, il centro della nostra galassia mostra un'abbondanza straordinariamente elevata di stelle blu massicce, con ogni probabilità scaturite da fusioni avvenute nell'ultimo milione di anni.

Gli incontri stellari hanno certamente un impatto sull'evoluzione di un nucleo galattico, ma l'esatta natura di questo impatto ci è per ora sconosciuta. Possiamo solo tracciare qualche scenario. Nella fase dominata dalle fusioni per esempio, diventano importanti anche altri effetti: ne proponiamo sinteticamente qualcuno.

L'incremento di massa di una stella ne accorcia la vita evolutiva in quanto le reazioni nucleari di fusione avvengono con maggior efficienza e ciò condanna la stella a una morte violenta. Pertanto il tasso di esplosione di supernovae deve dunque aumentare proporzionalmente al numero di stelle massicce. D'altra parte tali esplosioni, contribuendo a espellere materia dal nucleo, contrastano il processo di contrazione dell'ammasso, perché la perdita di massa indebolisce la forza di gravità. Le supernovae inoltre lasciano come residuo un insieme di stelle di neutroni e di buchi neri di massa stellare meno soggetti al fenomeno delle collisioni dirette per via delle loro dimensioni più compatte anche se tutti questi oggetti sono ancora legati gravitazionalmente. Sta di fatto che il destino dell'ammasso presente nel nucleo dipende da come procede la competizione tra questi fattori, le collisioni, gli incontri gravitazionali e la perdita esplosiva di massa a causa delle supernovae massicce (fig. 21). Una soluzione estrema è che il processo di fusione porti alla formazione di poche stelle di enormi dimensioni che scivolano verso il centro dell'ammasso, si fondono tra loro e infine collasano in un buco nero. Nell'altro scenario estremo, una piccola frazione dell'ammasso iniziale si contrae fino a formare un nocciolo di stelle fortemente legate tra loro, nel quale quasi tutte le collisioni sono ora

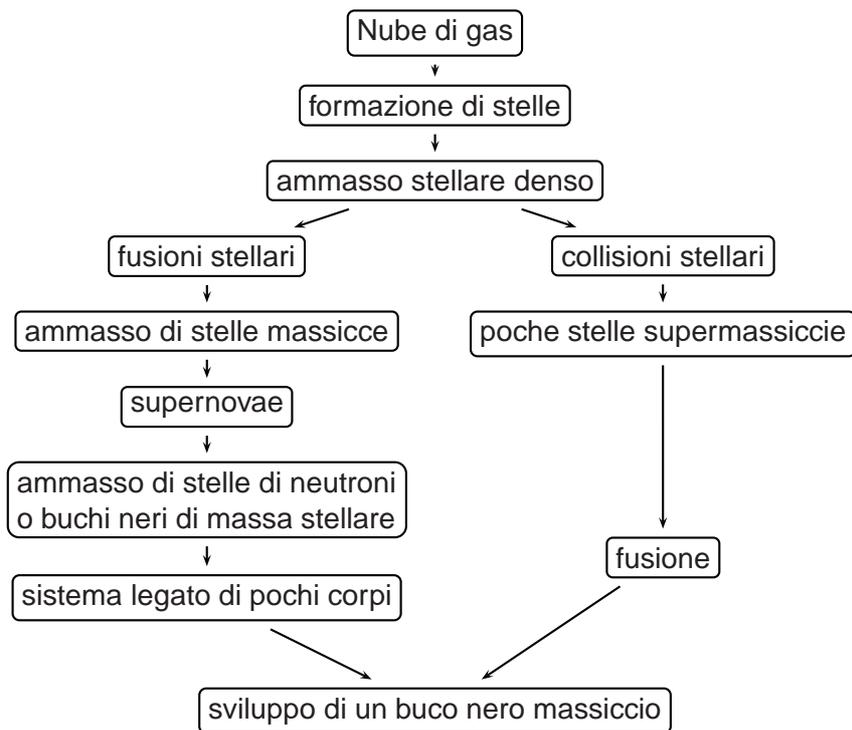


Figura 21: Possibili scenari evolutivi per un nucleo galattico.

violentemente distruttive. In questa seconda eventualità l'evoluzione diventa ancora più incerta. Comunque le stelle con le loro collisioni darebbero origine ad una nube gassosa che non può che raccogliersi al centro galattico in quanto non sarebbe in grado di sfuggire alla forte attrazione gravitazionale dell'ammasso. Una volta che questa nube inizia a contrarsi per effetto della propria gravità, è quasi inevitabile che essa finisca per collassare in un buco nero.

Ma la faccenda è ancor più complicata, perchè il nucleo galattico non è un sistema chiuso. Le esplosioni di supernovae o i potenti venti stellari potrebbero espellere gran parte dei resti gassosi dalle regioni centrali, impedendone l'accumulo. Ciò è particolarmente probabile in un nucleo galattico di massa modesta e di basse velocità casuali, come è il centro della Via Lattea, il cui contenuto di materia è al più di alcuni milioni di masse solari. Ma in un nucleo galattico più denso o più massiccio, contenente fino a un miliardo di masse solari, non c'è nulla che possa opporsi all'accumulazione della materia. In tal caso, il gas inizialmente lontano dal nucleo emesso dall'evoluzione stellare della galassia, sottratto allo spazio intergalattico, oppure residuo dalla formazione della galassia viene attratto verso il centro man mano che perde il proprio momento angolare. Lì giunto, non ha alternative: deve necessariamente accumularsi. Quale sarà la sua fine? Darà vita a nuove stelle, contribuendo all'alta densità dell'ammasso stellare centrale? Oppure formerà una nube amorfa destinata a frenare le orbite delle stelle di passaggio e a favorirne la fusione? Oppure ancora si contrarrà, per effetto della propria gravità, fino a dare origine a una singola "superstella", che ci dice la teoria sarebbe così instabile da collassare immediatamente in un buco nero? Le risposte a simili domande restano altamente congetturali, ma non sarebbe poi così strano se nei nuclei di molte galassie si trovassero buchi neri molto massicci, di milioni o anche di miliardi di masse solari.

10.3 Le osservazioni

Di fronte a fenomeni così complessi, la strada maestra per scegliere la più credibile fra le molte e diverse ipotesi alternative è quella dell'osservazione. Che cosa effettivamente osserviamo nel *solo* nucleo galattico

che siamo in grado di studiare in qualche dettaglio, cioè quello della nostra Via Lattea, distante appena 25.000 anni luce da noi? Benché nel dominio ottico e in quello ultravioletto la radiazione proveniente dal centro galattico sia quasi totalmente oscurata dal gas e dalle polveri, è possibile tracciare una mappa della regione alle lunghezze d'onda radio, infrarosse, dei raggi X e dei raggi gamma. Quel che vediamo è solo una gran confusione: un ammasso stellare denso, immerso in un ambiente estremamente complesso, fatto di filamenti gassosi, di dischi, di bolle di gas. Ci sono lunghi filamenti lineari, riconoscibili nell'emissione radio per l'effetto di sincrotrone generato da elettroni energetici in moto nel campo magnetico, che in qualche modo ricordano le protuberanze che si sollevano dalla superficie del Sole.

Al centro di tutto vi è una radiosorgente puntiforme indicata col nome di Sagittarius A* (Sgr A*). Da anni si discute se questo oggetto possa essere un buco nero di milioni di masse solari. Chi ritiene di sì, ne sottolinea la forma compatta (è così piccolo che potrebbe essere contenuto all'interno dell'orbita di Giove) e l'inconsueto spettro di radiazione, che assomiglia a quello prodotto da un gas che stia cadendo con lento moto a spirale in un buco nero. Un altro punto a favore dell'ipotesi del buco nero massiccio è il lento spostamento di Sgr A* sulla volta celeste. Se la sua massa fosse solo poche volte maggiore di quella di una stella normale, molto probabilmente l'oggetto si muoverebbe con una velocità analoga a quella delle altre stelle, mentre in realtà è così lento che lo si può quasi considerare stazionario. Chi non è d'accordo obietta che nella parte centrale dell'ammasso potrebbe esserci un numero così elevato di stelle ordinarie da render conto di tutta la massa presente, e che quindi non è necessario scomodare un buco nero per spiegare il moto delle stelle. Una seconda obiezione è che il rilascio energetico di Sgr A* è così basso da rendere poco plausibile che si tratti di un buco nero supermassiccio immerso in un ambiente così denso di stelle e di gas.

Forse il dibattito sull'ipotesi del buco nero nel centro galattico potrebbe avviarsi a conclusione entro breve tempo. Fino a pochi anni fa, un pessimista avrebbe letto in questa controversia una chiara riprova del fatto che probabilmente i buchi neri, anche ammesso che esistano, sono assai poco propensi a segnalare in modo evidente la loro presenza. Ma oggi l'atteggiamento prevalente tra i "cacciatori di buchi neri" è decisamente più ottimistico. Come spiegheremo nelle prossime sezioni, pare che molti buchi neri manifestino la loro presenza nei nuclei galattici con straordinari spettacoli pirotecnici: grazie a questi vistosi fenomeni, possiamo dirci ragionevolmente sicuri di aver scoperto buchi neri davvero supermassicci nei nuclei di altre galassie. Alcuni di questi si avvicinano a masse dell'ordine di $10^9 M_{\odot}$, facendo apparire nulla più che un nano l'ipotetico buco nero presente al centro della Via Lattea. Essi producono i fenomeni più luminosi che si conoscano nell'universo – i quasar – e possono essere scoperti anche grazie all'influsso gravitazionale che esercitano sul moto delle stelle e del gas nelle regioni centrali delle loro galassie.

11 I quasar

Non molto tempo dopo che le "nebulose a spirale" e le consorelle ellittiche furono riconosciute come "universi-isola" di stelle e di gas ben distinte dalla Via Lattea, gli astronomi cominciarono ad accorgersi che nei centri di molte galassie si verificava qualcosa di strano. Spesso, per esempio, vi si notava un'intensa concentrazione di luce blu, con caratteristiche spettrali decisamente diverse da quelle delle normali aggregazioni di stelle e di gas che popolano le galassie: la componente blu e ultravioletta della radiazione era troppo abbondante perché potesse scaturire da stelle ordinarie, benché molto calde. Talvolta queste sorgenti centrali di energia rivaleggiavano in luminosità con l'intera galassia circostante, e in seguito si scoprì anche che il loro flusso era variabile. Le galassie dotate di tali sorgenti centrali vennero denominate *galassie attive*, e le sorgenti stesse furono dette *nuclei galattici attivi*, o AGN (dall'inglese *Active Galactic Nuclei*). Gli esempi più estremi di questi oggetti sono i quasar.

Alla scoperta e all'interpretazione delle galassie attive e dei quasar si arrivò dopo un cammino alquanto tortuoso. Furono le scoperte accidentali degli astronomi radio e ottici a far capire che ci si era imbattuti in

uno dei fenomeni più energetici dell'Universo, e quasi certamente nella prova più limpida che nei nuclei delle galassie risiedono buchi neri massicci.

11.1 Segni di attività

Indizi di qualche forma di attività violenta nei centri delle galassie erano di tanto in tanto emersi nel corso dei cinquant'anni che precedettero la scoperta dei quasar, avvenuta infine nel 1963. Già nel 1917 si era scoperto che la galassia M87 esibiva una struttura a forma di getto emanante dal suo nucleo. Altre galassie vicine come M82, sembravano attraversare una fase di violenta disgregazione, ma più tardi ci si rese conto che M82 appartiene a una sottoclasse di galassie la cui attività è provocata non da un buco nero centrale, ma piuttosto da un intenso processo di formazione stellare in atto. Di prove certe che qualcosa di inusuale avviene in alcune galassie non se ne ebbero fino alla seconda guerra mondiale. In quegli anni Karl Seyfert, che lavorava all'Osservatorio di Monte Wilson (California), si rese conto che una ristretta famiglia di galassie spirali non più di qualche punto percentuale sul totale mostrava dei nuclei puntiformi di colore blu intenso. Gli spettri di quelle che noi ora chiamiamo *galassie di Seyfert* esibiscono forti righe d'emissione analoghe a quelle prodotte da nubi di gas ionizzato. Solo che, invece di essere righe molto sottili, come quelle che si osservano nei laboratori terrestri, queste si allargano su un intervallo di lunghezze d'onda sorprendentemente esteso. Tale allargamento, attribuito all'effetto Doppler, sarebbe indicativo di una estrema turbolenza del gas emittente, con velocità casuali che arrivano a qualche centesimo della velocità della luce: si tratta di moti tra 10 e 100 volte più veloci di quelli del gas ordinario che si osserva nelle galassie.

Ma fu soltanto con l'avvento della radioastronomia che si dovette prendere atto che alcune galassie potevano essere qualcosa di più di un mero aggregato di gas e di stelle ordinarie. Nel 1954 fu scoperta la radiosorgente Cygnus A, l'oggetto più brillante del cielo nelle onde radio e si riuscì a identificare l'origine dell'emissione in due gigantesche regioni, simmetricamente disposte rispetto alla galassia centrale, costituite da lobi di plasma cioè di gas ionizzato. La stima dell'energia posseduta dai due lobi sotto forma di elettroni in moto a velocità prossime a quella della luce doveva essere superiore alla quantità rilasciata dalla annichilazione completa (attraverso la formula $E = mc^2$) di materia per un totale di $10^6 M_{\odot}$. Questo risultato fu la prima chiara prova che i nuclei galattici possono rilasciare energia su una scala che supera ampiamente quella delle esplosioni di supernova e che, in virtù di qualche strano meccanismo, questa energia è obbligata ad assumere la forma di particelle relativistiche e di campi magnetici. Ma da dove proviene tale energia?

Il principale contributo dell'astronomia ottica alla soluzione dell'enigma venne nel 1963 con la scoperta da parte di Maarten Schmidt di 3C 273, il primo *quasar*³. Questo oggetto, oltre ad avere un *redshift* pari al 15% della velocità della luce e quindi, per la legge di Hubble, doveva trovarsi ad una distanza cosmologica di circa 2 miliardi di anni luce, doveva essere pure particolarmente compatto in quanto ricerche sul materiale fotografico dei decenni precedenti avevano rivelato una variabilità della sua luminosità di appena un mese.

Era dunque stata scoperta una nuova classe di oggetti celesti dall'aspetto simile a quello delle stelle ordinarie sulle lastre fotografiche, ma con righe d'emissione con alti *redshift*: questi oggetti, chiamati *quasar* o anche *QSO* (acronimo di *Quasi Stellar Object*), sviluppavano una potenza almeno cento volte superiore a quella di un'intera galassia! La ragione per cui i quasar non erano stati riconosciuti in precedenza è che a prima vista sembrano normali stelle. I quasar rivelarono la loro straordinaria emissione di energia solo dopo essere stati attentamente studiati con gli spettrografi, in seguito alla loro casuale scoperta nelle radioonde.

11.2 Quasar e Nuclei Galattici Attivi

Secondo molti astrofisici i quasar non sono che una versione luminosissima degli stessi nuclei blu che Seyfert aveva osservato nei centri di talune galassie spirali vicine. Il motivo per cui ci appaiono come stelle

³Si vedano le pagg. 57 e seguenti del I corso di Astronomia.

isolate è che la loro luminosità è talmente soverchiante rispetto a quella della galassia circostante da renderla invisibile. Non sorprende che la maggior parte dei primi quasar scoperti mostrasse una forte radioemissione, dal momento che gli astronomi ottici usavano proprio tale emissione per selezionare gli oggetti da studiare. Tuttavia, oggi sappiamo che i quasar con una forte radioemissione sono l'eccezione piuttosto che la regola: in nove casi su dieci le sorgenti puntiformi ad alta luminosità e con righe d'emissione larghe (cioè dal profilo allargato per effetto Doppler) non hanno forti emissioni nelle radioonde.

Mentre i quasar e le galassie di Seyfert sono particolarmente luminosi alle lunghezze d'onda ottiche, ultraviolette e nei raggi X, altre galassie dispiegano un'attività anomala di tipo molto differente. Le radiogalassie, i cui prototipi sono Cygnus A e M87 in qualche modo incanalano il grosso della loro emissione energetica nella banda radio, producendo larghe "macchie" di radioemissione diffusa sulla volta celeste. Sta di fatto che tutte le varietà di quasar, di galassie di Seyfert e di radiogalassie sono considerate appartenenti alla classe osservativamente eterogenea degli oggetti chiamati *Nuclei Galattici Attivi* o come detto AGN; ma che cosa hanno davvero in comune queste sorgenti celesti? Nel caso delle più comuni galassie spirali ed ellittiche queste, benché abbiano morfologie, popolazioni stellari e dinamiche interne molto differenti, presentano fondamentali analogie strutturali, in quanto sistemi di stelle e di gas tenuti assieme dalla forza di gravità. Perciò il loro raggruppamento nella categoria delle galassie si è rivelato una feconda generalizzazione che ha aiutato gli astrofisici a scoprire i principi unificanti dei vari tipi di strutture che popolano l'universo. Ci si chiede allora se la definizione di *Nuclei Galattici Attivi* rifletta un'analoga unità tra queste sorgenti apparentemente così diverse. Un legame ovvio e importante è che

- tutte queste forme di attività hanno origine nei nuclei delle rispettive galassie.

Ma si può andare oltre. Alcuni aspetti simili nelle diverse forme di attività inducono a ritenere che tutte rappresentino differenti manifestazioni dello stesso tipo di fenomeno. Tali proprietà generali sono raggruppabili nelle quattro seguenti generalizzazioni.

1. *Gli AGN possono emettere energia a potenze elevatissime.* L'emissione dei più luminosi tra i quasar e delle più potenti radiogalassie può superare di un fattore 100 la luminosità totale di tutte le stelle di una grande galassia. Gli episodi di attività possono durare molti milioni di anni. Tra i fenomeni di lunga durata dell'universo, gli AGN sono i più potenti che si conoscano.
2. *Gli AGN sono estremamente compatti.* Abbiamo già detto che la luminosità del quasar 3C 273 varia irregolarmente su periodi di alcune settimane, ma la rapida variabilità in qualche caso su tempi scala di appena poche ore è un aspetto ricorrente negli AGN. Questa variabilità pone un limite superiore alle dimensioni di un AGN. Se la luminosità di un corpo astronomico varia regolarmente in un certo intervallo di tempo, se ne può concludere che esso deve essere più piccolo della distanza che la luce può percorrere in quello stesso intervallo: infatti nessun segnale può propagarsi più velocemente della luce per "informare" le diverse regioni dell'oggetto di variare in fase. La velocità di variazione osservata quindi indica che le dimensioni degli AGN non possono superare di molto quelle del sistema solare: si tratta di dimensioni davvero minuscole per gli standard galattici.
3. *La radiazione degli AGN probabilmente non è prodotta da stelle o gas.* Pur emettendo più energia in questa o in quella parte dello spettro, gli AGN producono sempre una cospicua quantità di radiazione su un ampio intervallo di lunghezze d'onda (fig. 23). Ce ne sono alcuni che emettono quantità paragonabili di energia nelle regioni radio, dell'infrarosso, dell'ottico, dell'ultravioletto, dei raggi X e dei raggi gamma: un intervallo di lunghezze d'onda di oltre 10^{10} ! Al contrario, le stelle e il gas tendono a concentrare la loro emissione su una banda di lunghezze d'onda relativamente ristretta; questa banda caratteristica risulta correlata con la temperatura della materia emittente, secondo la cosiddetta legge di corpo nero che descrive la radiazione prodotta dai solidi, dai liquidi e dai gas di alta densità (si veda

AGN Nuclei Galattici Attivi

- Emissione di grandi quantità di energia
- Dimensioni molto compatte
- Radiazione dispersa in un ampio intervallo
- Presenza di gas con velocità relativistiche

Figura 22: Caratteristiche dei *Nuclei Galattici Attivi*.

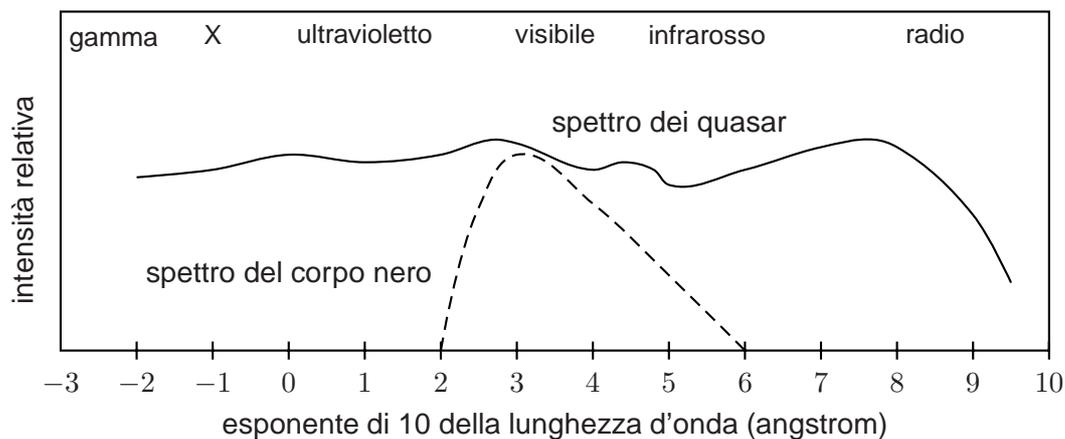


Figura 23: Spettro dei quasar.

2.3 pag. 7). Risulta così che un corpo molto caldo irraggia soprattutto nella banda delle lunghezze d'onda brevissime, cioè nella regione spettrale dei raggi X e gamma. La radiazione, che è caratterizzata da un picco ben definito nello spettro, è detta termica, perché assomiglia a quella prodotta da un corpo solido a una data temperatura; ne sono esempi il filamento di una lampadina a incandescenza o la serpentina di una stufetta elettrica. Gli AGN hanno spettri “non-termici”, perché l'energia emessa è così uniformemente distribuita nelle lunghezze d'onda che è impossibile associarle una particolare temperatura.

4. *Gli AGN contengono gas che si muove ad altissima velocità, spesso prossima a quella della luce.* Le velocità delle nubi di gas nei quasar e negli altri tipi di AGN possono essere dedotte misurando lo spostamento Doppler delle righe d'emissione. Le velocità così ottenute raggiungono normalmente il 10% della velocità della luce. Come vedremo in seguito, di solito le velocità dei getti prodotti dalle radiogalassie sono misurate con metodi più indiretti; tuttavia, gli elementi di prova fin qui raccolti inducono a ritenere che essi contengano gas che si allontana dal nucleo quasi alla velocità della luce.

Che cosa possiamo dedurre dalle caratteristiche mostrate dagli AGN? Come vedremo, tutti questi fenomeni possono essere spiegati molto semplicemente (si fa per dire...) come la manifestazione dell'esistenza di buchi neri massicci nel centro delle galassie. L'aspetto cruciale di tale deduzione è contenuto nelle prime due caratteristiche, così straordinarie che vale la pena di riaffermarle: gli AGN sono oggetti capaci di pro-

durre l'energia sviluppata da un'intera galassia dentro una regione che ha le dimensioni del sistema solare. In particolare i quasar possono essere spiegati da un modello che vede come protagonista un buco nero di almeno $10^8 M_{\odot}$. Come le stelle binarie X sono alimentate dal trasferimento di materia dalla stella compagna verso quella compatta, così i buchi neri massicci negli AGN verrebbero energizzati dalla cattura del gas della galassia circostante, o addirittura dall'inghiottimento di intere stelle. La materia catturata turbinerebbe nell'intenso campo gravitazionale raggiungendo quasi la velocità della luce prima di finire distrutta e ingoiata. L'energia gravitazionale così liberata metterebbe a disposizione la potenza necessaria per giustificare la luminosità e i getti gassosi che caratterizzano gli AGN.

12 Getti cosmici

Fasci sottili di particelle velocissime emergono dal profondo del nucleo delle radiogalassie e spesso si proiettano nello spazio per milioni di anni luce. Si sospetta che al centro di quelle galassie possa annidarsi un buco nero, ma a onor del vero questi getti di gas sembrerebbero proprio l'ultima cosa che ci si possa attendere da un buco nero: i buchi neri non sono, almeno nell'immaginario collettivo, gli "spazzini" del Cosmo, avidi risucchiatori di tutto ciò che li circonda? Sembra ovvio che il gas catturato da simili "mostri" possa diventare caldo e luminoso poco prima di sparire nelle loro fauci, giustificando in tal modo la luminosità di un buco nero in accrescimento. Ma l'idea che gran parte del gas in caduta possa poi rimbalzare all'indietro ed essere scagliata via a una velocità pari al 99% di quella della luce sfida ogni fantasia; o piuttosto sarebbe apparsa assai poco verosimile se fosse stata avanzata prima dell'avvento della radioastronomia. Ma, come è già capitato in passato, una nuova tecnica osservativa spesso ribalta la nostra visione dell'universo.

Dopo essere stati scoperti nelle radiogalassie, i getti si sono dimostrati un fenomeno relativamente comune nell'universo. Spesso si producono quando un gas conserva una certa quantità di momento angolare e turbinata all'interno di un forte campo gravitazionale come, per esempio, in un disco di accrescimento. Possiamo immaginarli come delle specie di trottole celesti che si instaurano in un'ampia gamma di ambienti astrofisici: radiogalassie, binarie X e anche stelle ordinarie poco dopo la loro formazione. Dunque, non sono una manifestazione tipica dei soli buchi neri. Tuttavia i getti che si formano nei pressi di un buco nero recano il marchio delle condizioni estreme dell'ambiente in cui nascono: da nessun'altra parte nell'universo vediamo la materia sospinta a velocità così spaventose, quasi sempre prossime a quella della luce.

12.1 La radioastronomia e tecniche di rilevazione dei getti

Per essere precisi, bisognerebbe dire che i radioastronomi riscoprirono i getti prodotti nei nuclei galattici attivi. Già nel 1917 infatti, Heber Curtis aveva notato un getto di luce emergente dal nucleo della galassia ellittica gigante M87, situata nel centro di un ammasso di galassie nella costellazione della Vergine. Quella osservazione rimase però senza seguito anche perché a quell'epoca non si era ancora capito che M87 era una galassia lontana.

La radioastronomia affonda le sue radici nell'industria delle telecomunicazioni. Nel 1931 Karl Jansky, ingegnere dei Bell Telephone Laboratories, costruì un'antenna molto sensibile per individuare la sorgente di certe onde radio che interferivano con le comunicazioni telefoniche transatlantiche. Fu così che notò che una delle sorgenti del rumore variava con un periodo di 24 ore e che la sua comparsa e la sua sparizione coincidevano con quelli della Via Lattea sulla volta celeste. Chiaramente, la fonte di queste onde doveva trovarsi né sulla Terra né nel sistema solare, bensì in distanti regioni della nostra Galassia. L'annuncio della scoperta di radioonde di origine galattica sbalordì gli astronomi ma non ebbe, anche in questo caso, conseguenze rilevanti.

Al termine della seconda guerra mondiale, quanti si erano occupati dello sviluppo del radar, ritornarono al lavoro civile presso università e laboratori di ricerca. Si cominciarono quindi a costruire i primi radiotelescopi, strumenti abbastanza primitivi e fortemente limitati dalla loro scarsa risoluzione angolare.

Difatti la finezza dei dettagli rilevabili da parte di un telescopio dipende fondamentalmente dal rapporto tra le dimensioni dello strumento e la lunghezza d'onda alla quale vengono compiute le osservazioni. Quanto più questo rapporto è elevato, tanto migliore è la risoluzione. Per esempio, in un telescopio ottico di 5 metri di diametro il rapporto vale (per la luce rossa) $r = 5 \text{ m}/(6 \times 10^{-7}) \text{ m} = 8,3 \times 10^6$. Per un radiotelescopio di 100 metri di diametro invece, essendo la lunghezza d'onda radio dell'ordine dei centimetri risulta $r' = 100 \text{ m}/0,01 \text{ m} = 10^4$. Per disporre della medesima risoluzione quindi sarebbe necessaria un'antenna radio di 83 km! Di conseguenza affinché un singolo radiotelescopio possa raggiungere la stessa risoluzione di un telescopio ottico, dovrebbe disporre di un'antenna del diametro di parecchi chilometri, cosa evidentemente impensabile.

I radioastronomi sono riusciti ad escogitare comunque una tecnica potente, chiamata *interferometria*, grazie alla quale una lunga schiera di piccole antenne simula la risoluzione ottenibile da un unico grande radiotelescopio. Così dalla fine degli anni sessanta furono costruiti interferometri sempre più grandi: il più grande di questi, il *Very Large Array (VLA)* consta di 27 radiotelescopi, ciascuno di 25 m di diametro, allacciati tra loro e distribuiti in una schiera a forma di "Y" che si allunga per 40 km. Questo apparato può rivelare particolari in cielo con una risoluzione paragonabile al Telescopio Spaziale Hubble nella luce visibile (equivalente a individuare una moneta da 100 lire a una distanza di 50 km).

12.2 Formazione dei lobi

L'abbondanza di dati e dettagli proveniente da sistemi di tal genere permise di chiarire la natura di quelle radiosorgenti che si mostravano con una struttura a due lobi, disposti simmetricamente, come la già citata Cygnus A. Nei primi anni settanta i ricercatori dell'Università di Cambridge proposero una soluzione dalla quale sono scaturite tutte le teorie correnti sulle radiogalassie: i lobi devono essere alimentati da due fasci gemelli di gas relativistico (cioè in moto con velocità prossime a quella della luce) creato nel nucleo della galassia e che si propaga in direzioni diametralmente opposte verso i lobi (fig. 24).

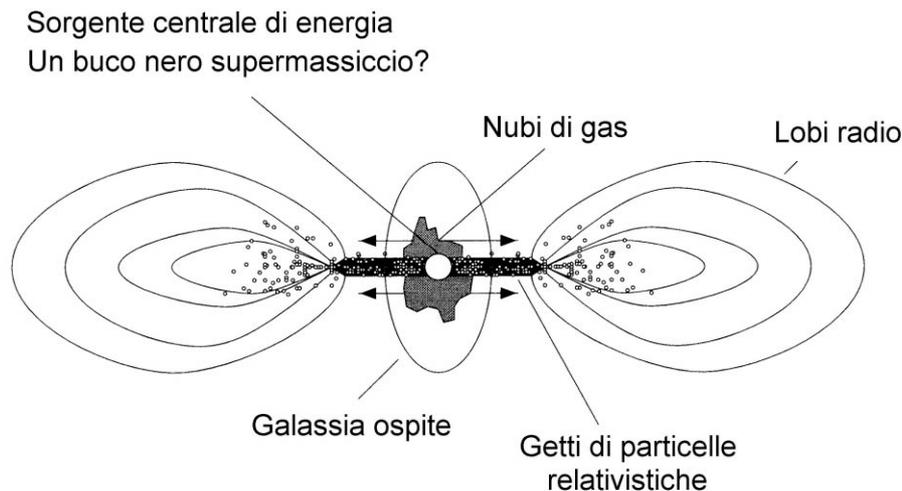


Figura 24: Modello di una radiogalassia.

Per capire come si formano i lobi e le macchie calde ai loro estremi si deve tener presente che le galassie non sono circondate da spazio vuoto. Proprio come lo spazio tra le stelle di una galassia è permeato dal

mezzo interstellare, composto da gas e polvere, così lo spazio tra le galassie è occupato dal cosiddetto mezzo intergalattico. Per quanto tenue possa essere, questa materia intergalattica oppone resistenza alla libera espansione dei getti gassosi emanati dalla galassia, ed è la sua presenza che origina le strutture osservabili di una radiosorgente. Una volta iniziata l'attività nel centro della galassia, ciascuno dei due getti si fa strada nella galassia stessa dapprima filtrando attraverso il mezzo interstellare e poi sbucando nel mezzo intergalattico. Man mano che procede verso l'esterno, il getto incontra materia sempre meno densa: da circa un atomo d'idrogeno per centimetro cubico si passa a circa uno per alcuni milioni di centimetri cubici. In ogni caso, per procedere il getto deve spingere via la materia che incontra: la sua 'punta' ne risulta così frenata e si muove più lentamente del flusso di gas che segue. Il risultato è che l'energia si accumula sulla parte avanzante del getto: questa è la spiegazione più plausibile delle macchie calde. Quando si avvicina alla macchia calda, il gas che si muove con velocità prossime a quella della luce subisce una repentina decelerazione. Questa improvvisa decelerazione genera un'onda d'urto i cui effetti sono molto importanti. Prima che il getto raggiunga l'onda d'urto, le particelle si muovono all'unisono e quasi tutta l'energia si trova sotto forma di energia cinetica ordinata. Il passaggio attraverso il fronte d'urto converte molta di questa energia in due forme, quella degli elettroni relativistici (elettroni che si muovono in tutte le direzioni con velocità prossime a quelle della luce) e quella di un campo magnetico, che sono i due ingredienti di base per lo sviluppo di una radiazione particolare, la radiazione di sincrotrone. È pertanto del tutto naturale che la radioemissione più intensa in una radiosorgente a doppio lobo sia generata proprio là dove il getto viene frenato dall'azione del gas circostante (fig. 25).

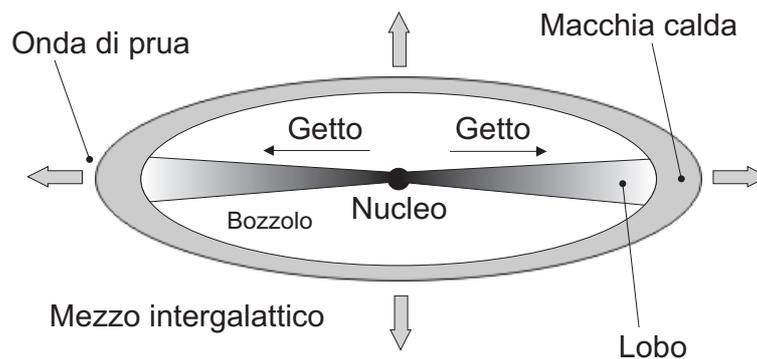


Figura 25: Schema delle radiosorgenti doppie.

Dopo l'impatto contro la macchia calda, il materiale sopraggiungente non può far altro che rimbalzare verso la galassia, gonfiando così gli immensi lobi che si vedono nelle immagini radio. In effetti, i lobi sono solo la parte più luminosa di una bolla molto più grande che avvolge l'intera sorgente e che è detta *bozzolo*. Quasi tutta l'energia delle radiosorgenti è contenuta nei lobi e nel bozzolo: il contenuto energetico dei lobi è prodigioso e, in media, deve trattarsi di una quantità di energia pari a quella liberata dalla totale conversione in energia della massa di un milione di stelle.

Se negli anni settanta divennero sempre più convincenti gli argomenti teorici a favore dell'esistenza dei getti, tuttavia gli astronomi accettarono definitivamente la loro esistenza solo dopo la scoperta, avvenuta verso la fine del 1978, che una binaria a raggi X della nostra Via Lattea, conosciuta come SS433, produceva una coppia di getti sottili. A differenza di quelli delle radiogalassie, i getti di SS433 erano sufficientemente freddi e densi da consentire di misurarne la composizione e la velocità attraverso i comuni metodi spettroscopici. Si accertò così che consistevano di gas con una composizione chimica ordinaria, soprattutto idrogeno, e che questo gas si muoveva a un quarto della velocità della luce (fig. 26). Si trattava dunque di una prova incontrovertibile della natura dei getti in almeno un oggetto astronomico distante da noi solo 16 mila anni luce, anche se molto diverso da una radiogalassia.

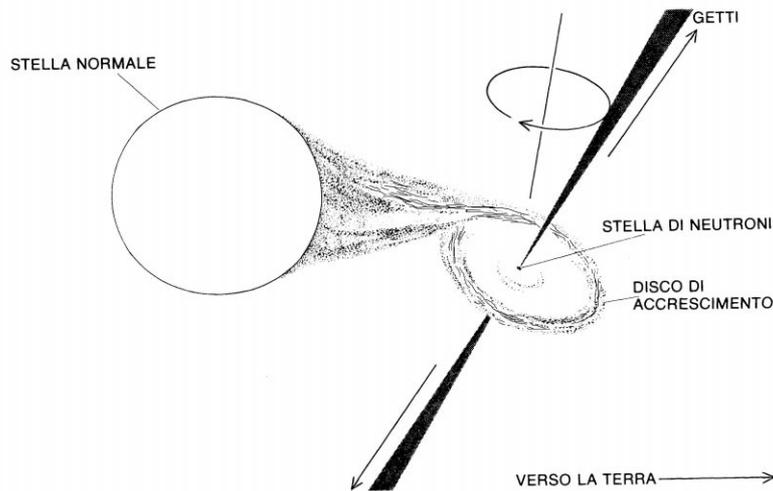


Figura 26: Modello a getto rotante per il sistema SS433.

13 Buchi neri galattici

Se le proprietà dei getti su grande scala sembrano abbastanza sorprendenti, la loro natura diventa ancor più misteriosa nelle immediate vicinanze del nucleo. È qui che evidentemente va ricercata la sorgente dei getti. Nell'esplorazione di questa zona, per mezzo di tecniche in grado di combinare le registrazioni eseguite in simultanea da radiotelescopi distribuiti su un intero continente, si osserva che i getti possiedono una loro struttura definita già su scale molto piccole: nel caso della radiogalassia vicina M87, che dista solo 50 milioni di anni luce, i getti possiedono una loro individualità a scale di soli 0,03 anni luce cioè solo circa cento volte maggiori della probabile dimensione di un buco nero. Conseguentemente, nascosto per ora all'osservazione diretta dalle piccole dimensioni del nucleo galattico, il processo di formazione dei getti negli AGN è materia di esclusiva competenza degli astronomi teorici.

Qual'è il meccanismo in grado di accelerare un potente flusso di gas a velocità relativistiche senza produrre contemporaneamente un'intensa sorgente di radiazione? Non è facile immaginare come si possa arrivare a simili velocità sfruttando la sola energia gravitazionale rilasciata dalla materia in caduta. Un disco di accrescimento potrebbe riconvertire parte della sua energia creando un vento di particelle, ma è improbabile che un flusso del genere possa raggiungere le velocità osservate nei getti. C'è però un'altra sorgente di potenza disponibile: l'energia di rotazione di un buco nero rotante.

Quando Roger Penrose dell'Università di Oxford avanzò per primo questa ipotesi, per tutti gli astronomi fu un vero shock, perché nessuno aveva mai pensato che si potesse estrarre qualcosa da un buco nero. Invece sembra sia proprio la via giusta. Dalla teoria gravitazionale di Einstein discende che la legge che governa la crescita dei buchi neri impone esclusivamente che l'area superficiale dell'orizzonte del buco nero non possa mai diminuire. Poiché un buco nero rotante ha una superficie più piccola di quella di uno a riposo di pari massa, non c'è nessuna ragione, in linea di principio, perché non se ne possa estrarre l'energia dovuta alla rotazione.

Gli astrofisici hanno proposto diversi meccanismi in grado di estrarre energia da un buco nero di tal genere: uno di questi considera un buco nero rotante come un conduttore rotante all'interno di un campo magnetico. E come tutti i conduttori rotanti immersi in un campo magnetico, sulla superficie si formerebbe una differenza di potenziale tra l'equatore e i poli. Ciò significa che il buco nero si comporta come una batteria, solo che la differenza di potenziale fra i poli nel buco nero presente in un AGN è dell'ordine di 10^{15} volt invece dei familiari 12 volt degli accumulatori per auto!

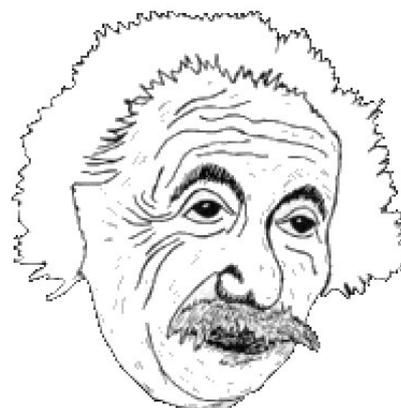
Per estrarre energia da una batteria, bisogna inserirla in un circuito. Nel caso di un buco nero, il ruolo del

filo è svolto dal gas ionizzato che circonda il buco nero, visto che tale gas (composto da ioni) è un eccellente conduttore. Questo modello permette effettivamente di estrarre energia dal buco nero e quindi accelerare le particelle cariche e sospingere il getto. Naturalmente l'estrazione di energia esercita un effetto frenante sulla rotazione del buco nero: in questo senso possiamo pensare al buco nero rotante come a una sorta di volano, che accumula energia rotazionale in vista di una successiva utilizzazione. Poiché in prossimità di un buco nero si ritiene presente un campo magnetico, le linee di forza del campo devono essere concatenate con il buco nero ossia devono ruotare assieme ad esso. Le particelle del gas ionizzato sono quindi forzate a ruotare anch'esse insieme alle linee del campo e quindi a muoversi lungo la direzione dell'asse di rotazione che è anche la direzione lungo la quale risultano attorcigliate le linee di campo.

Gli stessi meccanismi proposti per spiegare la produzione e la collimazione dei getti nei nuclei galattici attivi possono essere generalizzati per spiegare i getti che si riscontrano anche in altre situazioni astrofisiche. Oramai è assodato che i getti si trovano dappertutto nell'universo. Anche dai dischi gassosi rotanti nei quali si stanno formando stelle come il Sole, scaturiscono sottilissimi getti che si protendono nello spazio per diversi anni luce. Evidentemente però questi getti protostellari sono molto diversi da quelli degli AGN: hanno velocità dell'ordine di soli 100 km/s (ossia tremila volte inferiori), e inoltre sono costituiti da gas di composizione ordinaria invece che da coppie elettroni-positroni (l'antiparticella dell'elettrone).

Altri getti si sono individuati di recente in molte binarie X della nostra Galassia. Questi ultimi, che sembrano versioni in miniatura dei getti prodotti dalle radiosorgenti doppie extragalattiche, potrebbero essere il risultato di processi simili, ma provocati da un buco nero con una massa enormemente inferiore: circa $10 M_{\odot}$ invece che molti milioni di masse solari.

Resta comunque la straordinarietà dei getti delle galassie attive, getti che trasportano energia a una velocità maggiore del 99% di quella della luce. Questi getti relativistici possono essere considerati il biglietto da visita dei buchi neri supermassicci. La teoria ci dice che la potenza del getto può scaturire tutta direttamente dalla rotazione del buco nero. Le più cospicue manifestazioni di attività nelle galassie possono essere perciò un esito diretto di processi governati dalla teoria di Einstein ai suoi limiti più estremi, operanti nelle profondità dei nuclei galattici e ad una scala che è dieci miliardi di volte inferiore di quella dei lobi radio.



$$R_{\mu\nu} - \frac{1}{2}Rg_{\mu\nu} = -kT_{\mu\nu}$$

Biblioteca Comunale di Monticello Conte Otto

Lezione 4. L'Universo

14 Origine dell'universo

14.1 Un universo omogeneo

Nelle lezioni precedenti ci siamo familiarizzati con gli elementi principali dell'universo: le stelle e le galassie. A queste scale la distribuzione della massa è evidentemente non uniforme. Le stelle sono regioni dove la massa appare concentrata in modo sostanzialmente diverso che nelle regioni interstellari. Analoga osservazione si può fare per le galassie e le regioni intergalattiche così come tra ammassi di galassie. La materia appare ancora distribuita con diverse densità.

Ad una scala maggiore comunque della distanza media tra gli ammassi di galassie, diciamo qualche decina di Mpc (30-60 milioni di anni luce), l'universo comincia ad apparire abbastanza uniforme. Per esempio, se dividiamo l'universo in regioni cubiche, ciascuna con un lato di 100 Mpc (100×10^6 pc), ognuna di queste regioni contiene approssimativamente lo stesso numero di galassie, di ammassi di galassie, in sostanza la medesima massa. Si dice quindi che l'universo è omogeneo quando lo si considera alla scala di 100 Mpc o maggiore. L'universo quindi ha una distribuzione disomogenea di materia a 'piccola' scala mentre assume una struttura decisamente più omogenea quando viene studiato alle scale più grandi. Se quindi esso appare omogeneo, è naturale chiedersi quale sia la sua densità media. Una stima che tenga conto sostanzialmente di tutte le galassie conosciute e degli ammassi di galassie, implica per la densità un valore prossimo a 5×10^{-30} grammi al centimetro cubo.

Per quanto detto circa le forze esistenti nella materia (lezione 1, paragrafo 1), vi sono solo due forze che possono influenzare a larga scala la sua distribuzione: le forze elettromagnetiche e la gravità. Di queste due, la forza elettromagnetica agisce solo tra particelle cariche ma poiché la materia è generalmente neutra, possiamo ritenere trascurabile la sua influenza sulla dinamica dell'universo. Ne segue che il comportamento del nostro universo è sostanzialmente governato dalla sola forza di gravità.

14.2 L'espansione dell'universo e teoria della gravitazione

Come, quando e perché ha avuto inizio il nostro universo? Qual è il suo ordine di grandezza? Che forma ha? Di che cosa è fatto? Sono domande che possono nascere dalla curiosità di un bambino, ma sono anche quesiti intorno ai quali lavorano da diversi decenni i cosmologi moderni. Fino ai primi anni del secolo ventesimo, né i filosofi né gli astronomi avevano mai messo in dubbio l'idea che esistesse uno spazio fisso sullo sfondo del quale si muovevano le stelle, i pianeti e tutti gli altri corpi celesti. Per quanti cambiamenti si potessero osservare, ci si immaginava sempre che essi avvenissero sullo sfondo di uno spazio fisso, più o meno come avviene alle palle da biliardo che rotolano su un piano. Ma negli anni venti questa semplicistica rappresentazione dovette essere mutata; in primo luogo, per suggerimento dei fisici che studiavano le conseguenze della nuova concezione della gravità proposta da Einstein; e, in secondo luogo, per i risultati delle nuove osservazioni eseguite dall'astronomo nordamericano Edwin Hubble sul colore della luce emessa dalle stelle appartenenti a galassie lontane.

Il dato da cui dobbiamo partire per tentare una risposta è, appunto, quello che considera l'universo sostanzialmente uniforme a grande scala e che vede la gravità come la sola forza responsabile della sua struttura. Ora, quando la materia si ritrova distribuita in modo uniforme i campi gravitazionali possono

essere molto intensi e, come nel caso dei buchi neri o delle pulsar, solo la teoria gravitazionale di Einstein è in grado di trattare simili situazioni.

Le conseguenze di tale teoria per campi gravitazionali generati da distribuzioni uniformi di materia sono abbastanza facili da ottenere: essa *predice che un simile universo debba essere in uno stato di espansione*, con la distanza tra gli oggetti cosmici (per esempio, le galassie) in graduale allontanamento uno dall'altro. Matematicamente, una tale situazione viene descritta da una quantità detta il *fattore di espansione*. Un tale fattore determina nella teoria la struttura a grande scala nell'universo e, al variare del tempo, questo stesso fattore deve crescere in modo da descrivere l'aumento delle dimensioni dello spazio. Questo modello pertanto suggerisce che tutte le galassie più distanti devono allontanarsi da noi a seguito dell'espansione cosmica. E, in effetti, questa previsione è stata confermata. È stato Hubble il primo a evidenziare questo fondamentale fenomeno cosmologico.

Hubble fece uso di una semplice proprietà delle onde elettromagnetiche. Se la loro sorgente si allontana dall'osservatore, la frequenza con cui le onde stesse sono ricevute diminuisce o, similmente, la lunghezza d'onda deve aumentare.

Per renderci conto di un tale effetto, agitiamo un dito in uno specchio d'acqua tranquilla e osserviamo le creste delle onde che si muovono verso un certo punto della superficie dell'acqua. Allontaniamo adesso il dito da quel punto, continuando a produrre le onde: vedremo che esse saranno ricevute con una frequenza inferiore a quella con cui sono emesse. Se invece muoviamo infine il dito verso il medesimo punto di ricezione, la frequenza di ricezione delle onde aumenterà. Questa proprietà è comune a tutte le specie di onde. Nel caso delle onde sonore, essa determina il cambiamento di altezza del fischio di un treno o di una sirena della polizia, quando il treno o l'automobile ci passano davanti: è il cosiddetto *effetto Doppler* (fig. 27).

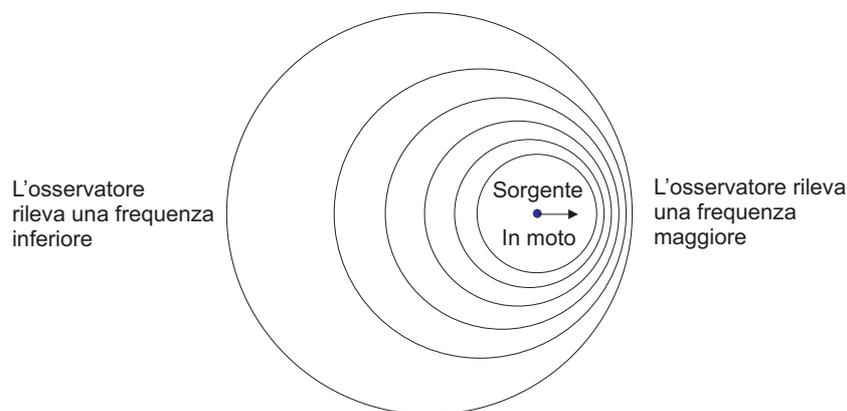


Figura 27: Rappresentazione di onde emesse da una sorgente in moto.

Ora anche la luce è un'onda, e quando la sua sorgente si allontana dall'osservatore, la diminuita frequenza delle onde luminose fa sì che la luce visibile appaia all'occhio dell'osservatore leggermente più rossa. Questo effetto è chiamato *spostamento verso il rosso* o *redshift*. Quando la sorgente luminosa si avvicina all'osservatore, la frequenza di ricezione aumenta, la luce visibile diventa più azzurra e questo effetto prende il nome di *spostamento verso il blu* o *blueshift*.

Hubble scoprì che la luce proveniente dalle galassie da lui osservate mostrava un sistematico spostamento verso il rosso. Misurando il cambiamento di colore nello spettro di emissione di particolari atomi e confrontandolo con quello della luce emessa da atomi dello stesso tipo in un laboratorio terrestre, egli poté stabilire la velocità di allontanamento delle sorgenti luminose. Confrontando quindi la luminosità apparente di alcune stelle della classe delle cefeidi con i rispettivi periodi di variabilità, Hubble poté dedurre le loro

distanze da noi. Scopri, in tal modo, che tanto più lontana era la sorgente luminosa, tanto più spostato verso il rosso appariva il suo spettro e conseguentemente tanto più velocemente essa si stava allontanando da noi. Questa tendenza è nota col nome di *legge di Hubble* ed è illustrata con dati moderni nella fig. 28.

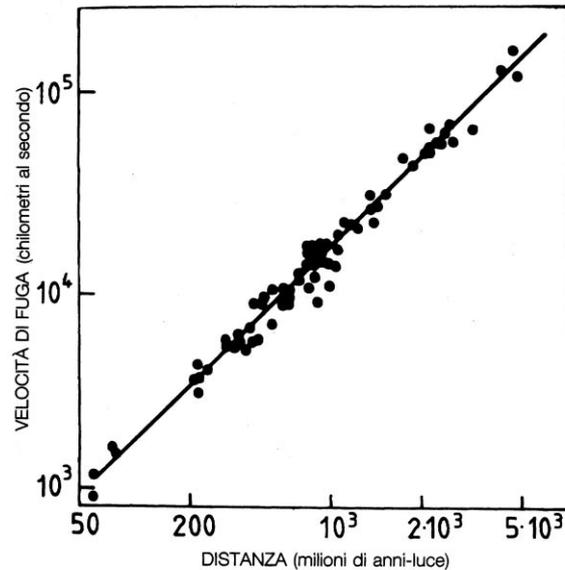


Figura 28: Rappresentazione grafica della legge di Hubble.

La fig. 29 (1 Angstrom = 10^{-10} metri) mostra invece un esempio di segnale luminoso emesso da una galassia lontana che presenta lo spostamento verso il rosso della luce emessa da vari atomi (idrogeno H-alfa e H-beta, ossigeno O, azoto N) rispetto allo spettro che si sarebbe avuto se la luce fosse stata emessa dagli stessi atomi in laboratorio.

Hubble aveva scoperto l'*espansione dell'universo*. Al posto di uno sfondo immutabile entro il quale noi potessimo seguire i moti locali dei pianeti e delle stelle, egli scoprì che l'universo si trovava in uno stato dinamico. E questa scoperta confermava quanto la teoria generale della relatività di Einstein aveva già predetto a proposito dell'universo: che esso non può essere statico.

14.3 Natura dell'espansione

Ma che cosa esattamente si sta espandendo? Certamente non la Terra, né il sistema solare e neppure la nostra galassia, la Via lattea. Non si espandono neppure quegli aggregati di migliaia di galassie a cui diamo il nome di "ammassi galattici". Tutti questi aggregati di materia sono legati insieme da forze di attrazione elettriche e gravitazionali fra le loro parti costitutive, certamente prevalenti a queste scale sull'espansione.

Solo quando si passa alla scala dei grandi ammassi di centinaia di migliaia di galassie è possibile constatare che l'espansione vince la locale forza di gravità. Per esempio, la galassia a noi più vicina, Andromeda, si muove verso di noi perché l'attrazione gravitazionale fra Andromeda e la Via Lattea è più forte degli effetti dell'espansione universale. Sono quindi gli ammassi galattici, e non le galassie, che funzionano come punti di riferimento dell'espansione cosmica.

Dal punto di vista della Terra, sembra che ogni ammasso galattico si stia allontanando da noi. Perché diciamo *noi*? Se conosciamo un poco la storia della scienza, sappiamo che Copernico dimostrò che la Terra non è al centro dell'universo. Se invece pensiamo che ogni cosa si stia allontanando da *noi*, non ci ricollochiamo nuovamente al centro dell'immensità degli spazi? Le cose in effetti non stanno per niente

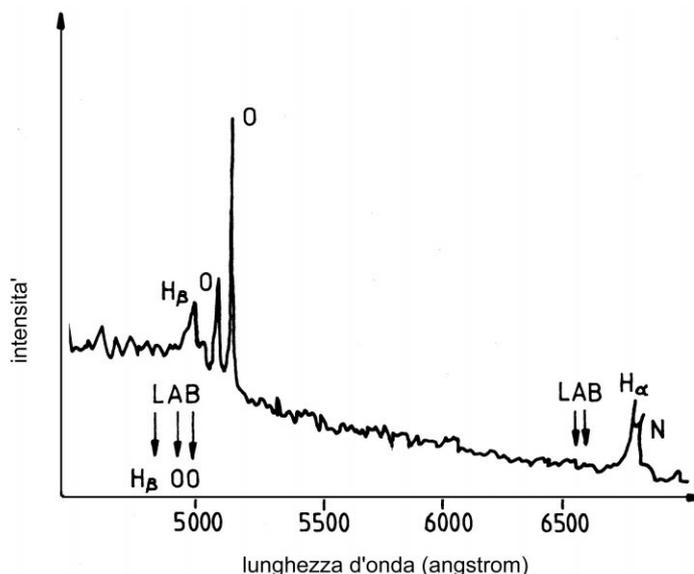


Figura 29: Spettro di una galassia lontana (Markarian 609) con redshift.

così. La risposta più immediata consiste nel sottolineare che l'espansione dell'universo non è un'esplosione che abbia origine in un determinato punto nello spazio. In questo caso *non esiste uno spazio inteso come uno sfondo fisso entro il quale l'universo si stia espandendo* in quanto l'universo contiene tutto lo spazio esistente! In altre parole, non si tratta di un moto degli ammassi galattici attraverso lo spazio, ma di una *dilatazione dello spazio esistente fra un ammasso galattico e l'altro*.

Il fatto che lo spazio possa dilatarsi può sembrare sorprendente, ma è un concetto che emerge in modo naturale dalla teoria di Einstein sulla gravità. Secondo questa teoria la gravità è, in realtà, una manifestazione della curvatura, o deformazione, dello spazio (più esattamente dello spazio-tempo). In un certo senso, lo spazio è elastico e può contrarsi o dilatarsi in dipendenza delle proprietà gravitazionali della materia in esso contenuta. Per chiarire questo importante concetto ci potrà essere utile una semplice analogia.

Immaginiamo un insieme di bottoni, ciascuno rappresentante un ammasso galattico, cuciti su una striscia molto lunga di tessuto elastico (fig. 30), distanti un tratto d uno dall'altro e supponiamo di allungare la striscia, tirandola alle due estremità in modo da raddoppiare la distanza di ciascuno. Questo allungamento avviene in un tempo pari a t .

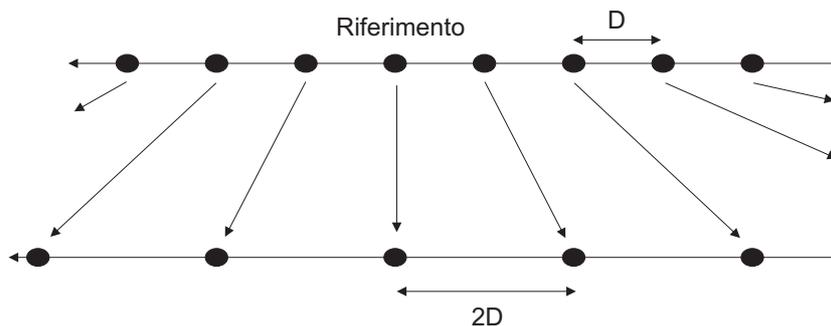


Figura 30: Modello unidimensionale di universo in espansione.

Tutti i bottoni si allontaneranno l'uno dall'altro, ciascuno di un tratto d da quelli adiacenti e quindi,

alla fine, la distanza sarà diventata $2d$. Qualunque sia il bottone sul quale vorremmo concentrare la nostra attenzione, i bottoni a lui vicini sembreranno allontanarsi. L'espansione tuttavia, è la stessa in ogni punto della striscia in quanto non vi è alcun bottone che sia privilegiato rispetto agli altri. Scelto comunque un bottone come riferimento i due ad esso adiacenti si sono allontanati con velocità $v_1 = (2d - d)/t$ mentre quelli che stavano inizialmente ad una distanza $2d$ (e che, dopo lo stiramento, distano $4d$) appariranno allontanarsi con una velocità $v_2 = (4d - 2d)/t = 2d/t = 2v_1$. I bottoni appena più lontani a ogni singolo bottone sembrano quindi allontanarsi a una velocità pari al doppio di quella con cui si allontanano dal medesimo i bottoni un po' più vicini. Ad una conclusione analoga si giunge se si considerano bottoni via via più lontani. In questo tipo di espansione la velocità di allontanamento risulta essere proporzionale alla distanza dal punto di riferimento, in formula $v = h \cdot d$.

In base a ciò conviene quindi pensare all'espansione dell'universo come ad una *espansione dello spazio* esistente fra gli ammassi galattici. Ma qual'è la conseguenza di tale espansione? Con il dilatarsi dello spazio e, a causa dell'effetto Doppler, pure la lunghezza d'onda della luce aumenta e quindi lo spettro della radiazione emessa da un ammasso si sposta verso le lunghezze d'onda maggiori cioè verso il rosso. Hubble constatò quindi che la misura dello spostamento verso il rosso è proporzionale alla distanza, proprio come suggerisce l'analogia a cui siamo ricorsi. Tale legge assume una forma molto semplice: $V = H \cdot D$, dove V è la velocità di allontanamento degli ammassi galattici, D la loro distanza dalla Via Lattea e H è la costante che determina l'entità di questa espansione, la cosiddetta *costante di Hubble*. Questa costante ha un valore compreso tra 50 e 100 km/s al Mpc e l'incertezza su tale valore è dovuta al fatto che la distanza delle galassie non è a sua volta conosciuta con precisione. Questo fatto è particolarmente importante poiché il valore della costante di Hubble è intimamente correlato all'età dell'universo; minore è il valore di H maggiore sarà l'età dell'universo e viceversa. Prendendo per esempio $H = 50$ km/s per Mpc, si può dedurre che l'universo raddoppierà le sue dimensioni in 18 miliardi di anni.

14.4 L'universo ha un passato

Il fatto che le galassie abbiano un moto sistematico a larga scala forma la base della moderna cosmologia e porta a delle importanti conseguenze.

Innanzitutto discende che

- l'universo sta cambiando continuamente cioè è in evoluzione.

Anche se questi cambiamenti avvengono in periodi di miliardi d'anni, ciò nonostante la dinamica dell'universo è effettiva e non una pura interpretazione filosofica. A causa di questo dinamismo inoltre nel passato, qualche miliardo di anni fa,

- le condizioni dovrebbero essere state molto diverse dalle attuali.

In particolare, poiché al presente le diverse strutture nell'universo si stanno allontanando una dall'altra, segue che nel passato dovrebbero essere state molto più vicine. L'universo dovrebbe essere stato più denso nel passato, con una densità via via crescente mano a mano che si risale indietro nel tempo. Un tale aumento nella densità dovrebbe quindi implicare un moto più veloce per le particelle esistenti e quindi una loro maggiore temperatura. Giungiamo quindi alla conclusione che nelle prime fasi dell'universo la materia doveva essere più densa e calda. Tutto questo porta a fare un'altra conseguenza.

- La materia, così come siamo abituati a considerarla alle temperature ordinarie terrestri, deve, alle alte temperature, cambiare il proprio stato in modo significativo.

Abbiamo già visto come la materia nella sua forma atomica neutra non possa sussistere a temperature maggiori, diciamo, di un milione di gradi. Gli elettroni inizialmente legati ai rispettivi nuclei, a temperature

così elevate risultano del tutto dissociati per cui la materia assume la forma del plasma, uno stato che vede sia i nuclei positivi che gli elettroni negativi, in un continuo moto di agitazione termica. Ne segue che nelle prime fasi dell'evoluzione dell'universo, tutta la materia doveva esistere nello stato di plasma.

Ma che cosa significa invertire la direzione del tempo per le dimensioni dell'universo? In accordo con la teoria di Einstein, le dimensioni dell'universo dovrebbero essere state nulle in un qualche istante attorno ai 15 miliardi di anni fa. Tutta la materia doveva essere concentrata in un punto e la densità e la temperatura dell'universo dovevano essere infinite. Un tale istante è individuato in matematica come una "singolarità" mentre è diventato popolare con il termine di *big bang*.

Va comunque sottolineato che quanto detto è solo una deduzione teorica della teoria della gravitazione di Einstein ma ci sono ragioni per credere che questa stessa teoria cessi di essere valida quando le dimensioni dell'universo diventano molto piccole: in tal caso si crede debba essere sostituita da una teoria più soddisfacente (anche se nessuno sa ancora quale!). Il termine "big bang" è pertanto solo un modo conveniente per intendere l'istante nel quale la teoria di Einstein cessa di valere: in quest'istante si pone, per convenzione, l'istante zero per l'universo.

14.5 Materia e radiazione

Abbiamo appena detto che le condizioni fisiche nel nostro universo cambiano con il tempo a causa dell'espansione. Diventa allora interessante cercare di capire quale possano essere state le condizioni fisiche dell'universo.

Quando l'universo si espande, la densità di materia (e radiazione) diminuisce tanto che, muovendoci nel passato, l'universo diviene via via più denso. Oggi, come detto, la densità di materia è di circa 5×10^{-30} g/cm³ se si tiene presente sia la componente visibile, stelle, galassie e relativi ammassi, sia la cosiddetta "materia oscura" composta da diversi tipi di particelle, primariamente neutrini (della "materia oscura" parleremo più avanti 15.2). Quando l'universo era 10 volte più piccolo, la densità di materia dovette essere 1000 volte maggiore poiché il volume dell'universo varia come il cubo del suo lato. Comunque, un fatto curioso avviene per l'energia della radiazione presente nell'universo. Quando l'universo era 10 volte più piccolo, l'energia associata alla radiazione doveva essere 10.000 volte maggiore di quella odierna (piuttosto che 1000 volte). Per comprenderne la ragione, conviene associare questa energia ad un grande numero di fotoni. L'energia di questi dipende direttamente dalla frequenza e inversamente dalla loro lunghezza d'onda (si veda 2.3). Ora, quando l'universo si espande, la lunghezza d'onda dei fotoni si allunga del medesimo fattore cosicché nel passato, con un universo 10 volte più piccolo, la lunghezza d'onda era 10 volte più piccola e l'energia quindi 10 volte maggiore. D'altra parte la densità nel numero dei fotoni è aumentata nella stessa misura di quella della materia (cioè 1000 volte) per cui la densità di energia dev'essere aumentata del fattore $10 \times 1000 = 10.000$.

Tutto ciò porta ad una interessante conclusione. Poiché il contributo energetico della radiazione cresce più velocemente di quella della materia quando si considerano tempi al passato, è chiaro che in qualche periodo iniziale, *l'energia dovuta alla radiazione sarà stata la componente dominante sulla materia*. Per capire cosa significa ciò, è necessario conoscere quanta energia è attualmente presente nell'universo sotto forma di radiazione. Dobbiamo pertanto fare una specie di inventario della radiazione presente nel nostro universo.

La radiazione elettromagnetica odierna si può dividere grosso modo in due parti. La prima è la radiazione che ha origine da sorgenti specifiche nel cielo. La radiazione delle stelle, delle galassie, ..., cade in questa categoria. Essa si distribuisce in diverse regioni dello spettro elettromagnetico (radio, microonde, infrarosso, visibile, ultravioletto, raggi X) a seconda delle caratteristiche della sorgente che le emette. Per esempio, una stella tipo il Sole emette una grande quantità di radiazione nella banda ottica (visibile) e infrarossa, mentre un gas caldo in un ammasso di galassie emetterà principalmente nella regione dei raggi X. Qualsiasi sia la banda di emissione, questo tipo di radiazione si può associare a sorgenti specifiche nel

cielo. C'è una seconda categoria di radiazione presente nel nostro universo, la cosiddetta “radiazione di fondo”. Questa radiazione permea tutto lo spazio attorno a noi in modo più o meno uniforme e non può essere identificata con qualche specifica sorgente nel cielo. Gli astronomi hanno trovato che questa radiazione è presente in molte bande tipo le microonde, i raggi X e i raggi gamma.

Paragonando la quantità di energia presente nella prima categoria con la seconda, si trova che la maggior parte dell'energia sta proprio nella seconda categoria; cioè, la maggior parte dell'energia radiante è distribuita come un fondo uniforme nel cielo. A ciò va aggiunto che, la frazione dominante di questa radiazione di fondo possiede le caratteristiche tipiche di uno spettro termico come quello emesso da un corpo nero (si veda il parag. 2.3, pag. 7). Poiché le caratteristiche dello spettro di emissione di un corpo nero dipendono solo dalla sua temperatura, si può associare una temperatura caratteristica alla radiazione di fondo: questa corrisponde a 2,7 gradi sopra lo zero assoluto (o gradi Kelvin). In effetti la radiazione termica di un corpo alla temperatura di 2,7 K possiede il massimo nella regione delle microonde dello spettro elettromagnetico. Per questo fatto questa radiazione si chiama “radiazione di fondo a microonde” (fig. 31).

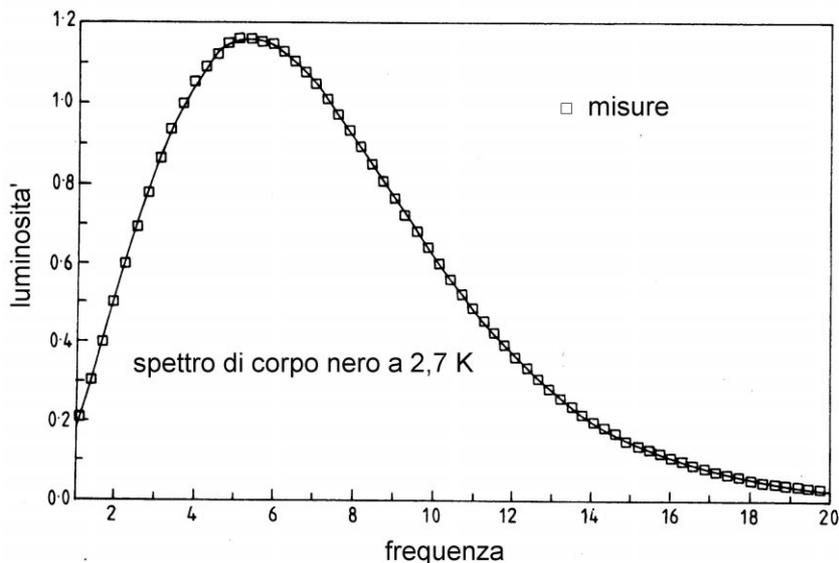


Figura 31: Variazione di intensità della radiazione di fondo con la frequenza.

La densità della radiazione a microonde può essere calcolata dalla sua temperatura. Discende che questa densità, attualmente, è circa 10.000 volte più piccola della densità energetica della materia. Poiché però la densità della radiazione cresce più velocemente di quella della materia, in qualche epoca passata le due densità dovrebbero essere state uguali. Per quanto già notato una contrazione di un fattore 10 nelle dimensioni implica per la densità energetica della materia un incremento di 1000 volte mentre per la radiazione di 10.000. In tal modo la radiazione ha guadagnato un fattore pari a 10 sulla densità energetica della materia. Poiché oggi la densità di radiazione è inferiore a quella della materia per un fattore 10.000 allora sarà uguale a quest'ultima nell'epoca dove le dimensioni dell'universo si saranno ridotte di 10.000 volte. Nelle epoche anteriori a questa, l'universo doveva esser dominato dalla radiazione anziché dalla materia (fig. 32).

Per una legge fisica abbastanza comune, quella dei gas, all'aumentare della densità di radiazione, la temperatura deve proporzionalmente aumentare. Quando l'universo era 1000 volte più piccolo, doveva essere pure 1000 volte più caldo cioè con una temperatura di $1000 \times 2,7 = 2.700$ K. Risalendo ulteriormente nel passato, le dimensioni diventano ancora più piccole e la temperatura e la densità cresceranno a loro volta. Come detto, si fissa convenzionalmente l'istante zero del big bang quando queste due ultime grandezze

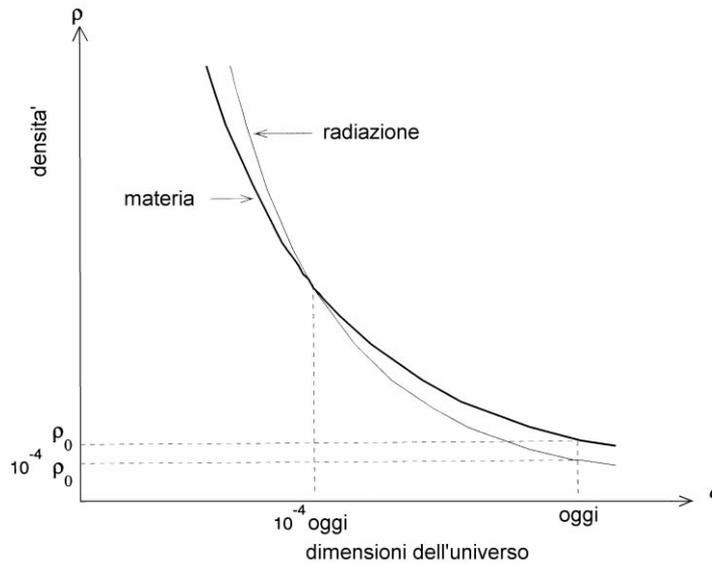


Figura 32: Densità di energia della materia e della radiazione.

assumono un valore infinito e la misura del tempo inizia quindi da tale istante. Vi sono argomenti teorici che suggeriscono che per tempi inferiori a 10^{-44} secondi dall'istante del big bang, quando la temperatura era maggiore di 10^{32} K, la teoria di Einstein non possa più essere ritenuta affidabile mentre a temperature più "ragionevoli" 10^{10} ma anche 10^{20} , la medesima teoria rimane perfettamente valida e può essere usata per fare delle previsioni. Utilizzando quindi questa teoria, si può stimare la temperatura dell'universo in un dato istante. Quando l'età di questo era di un secondo, la sua temperatura doveva quindi essere di 10 miliardi di gradi (10^{10} K). A questa temperatura l'energia media di una particella è confrontabile con quella delle energie coinvolte nei processi nucleari e poiché questi sono ben conosciuti per gli studi fatti nei laboratori terrestri, è possibile fare delle previsioni certamente attendibili già a quest'epoca.

14.6 Un secondo dopo

Qual'era il contenuto dell'universo dopo un secondo dalla sua formazione? Notiamo che la temperatura dell'universo in quest'epoca era così elevata (appunto 10^{10} K) che né atomi né nuclei atomici potevano esistere. La materia doveva quindi esistere sotto forma di particelle elementari. L'esatta composizione dell'universo a quel tempo si può dedurre riportando indietro il contenuto attuale. Ne esce che l'universo doveva essere una miscela a temperatura molto elevata di protoni, neutroni, elettroni, positroni, fotoni e neutrini. Tra queste particelle, i protoni, neutroni e gli elettroni sono i costituenti base di tutta la materia e ci sono familiari nell'universo attuale. I neutrini sono particelle della stessa famiglia degli elettroni (leptoni), privi di carica elettrica e forse, di massa, e che interagiscono solo molto debolmente con il resto della materia (si veda parag. 3.1). A questo stadio, possiamo trascurare l'esistenza di questi neutrini. Il positrone (che è l'antiparticella dell'elettrone) porta invece una carica elettrica positiva, diversamente dagli elettroni. Questa particella, poco presente nell'universo attuale, esisteva invece nell'universo di età 1 secondo per un motivo molto semplice: la massa dell'elettrone (o del positrone) è equivalente, secondo la ben nota legge $E = mc^2$ ad una energia di circa 0,5 MeV cioè di 0,5 milioni di elettronvolt (l'elettronvolt è una comoda unità di misura dell'energia per le particelle elementari). La tipica energia di un fotone all'età di 1 secondo è invece di 1 MeV per cui alla temperatura detta, essendo l'energia e la massa scambiabili una con l'altra, i fotoni disponevano dell'energia sufficiente per creare coppie elettrone-positrone.

Che cosa si può dire per la densità numeriche di ognuna di queste particelle? Ancora, queste possono es-

ser calcolate partendo dalle densità attuali. Innanzitutto, il numero totale di protoni e positroni dovrà essere uguale a quello degli elettroni in quanto l'universo non è elettricamente carico. Ogni elettrone porta un'unità di carica negativa mentre ogni positrone e ogni protone ne portano ciascuno, una unità positiva. Le densità numeriche di protoni e neutroni sono approssimativamente uguali, con i neutroni in numero leggermente minore. Per i fotoni va notato che entrambe le densità numeriche dei fotoni e dei protoni decrescono nell'identico modo all'espandersi dell'universo. Cosicché il rapporto di queste due densità non cambia quando l'universo si espande. Conoscendo il rapporto attuale quindi conosceremo pure quello passato. Dalla densità di energia della radiazione a microonde e la densità della materia, è possibile risalire a questo rapporto. Se ne deduce che il numero di fotoni nell'universo è molto più grande del numero di protoni o neutroni; per ogni nucleone (protone o neutrone) ci sono approssimativamente 10^9 fotoni nell'universo. Infine è possibile calcolare la densità numerica dei neutrini, dato il numero dei fotoni. Ancora si trova che sono circa uguali.

Composizione dell'universo all'età di 1 secondo.	
N. dei protoni + N. dei positroni	= N. degli elettroni
N. dei protoni	= N. dei neutroni
$\frac{\text{N. dei fotoni}}{\text{N. dei protoni + N. dei neutroni}}$	= 10^9
N. dei neutrini	= N. dei fotoni

Tabella 4: Densità numeriche all'età di 1 secondo.

Definita la composizione dell'universo all'età di 1 secondo (tabella 4), possiamo ora provare a determinare la sua storia successiva.

Quando l'universo si espande, esso si raffredda; l'energia media dei fotoni decrescerà e presto questa energia diverrà minore di 0,5 MeV. Quando ciò succede, i fotoni non potranno più produrre coppie elettrone-positrone. Le coppie elettrone-positrone, comunque esistenti, si annichilano una con l'altra producendo energia. Quando l'universo raggiunge 1 miliardo di gradi, la maggior parte dei positroni sarà scomparsa a seguito delle annichilazioni con gli elettroni. L'universo contiene ora protoni, neutroni, elettroni e fotoni. In particolare i protoni e gli elettroni sono ancora in egual numero mantenendo la neutralità dell'universo.

A quest'epoca le particelle esistono come entità individuali e non nella forma che è a noi familiare. Per creare le forme nucleari e atomiche conosciute oggi, è prima necessario fondere i protoni con i neutroni per costituire i nuclei dei diversi elementi. Successivamente dobbiamo combinare gli elettroni con questi nuclei per formare gli atomi neutri. Alla temperatura di 10^9 gradi l'energia è paragonabile a quella che confina i protoni e i neutroni nel nucleo per cui è possibile la formazione di nuclei di diversi elementi. Il fatto è che tale processo, chiamato *nucleosintesi*, non è per niente facile. La difficoltà principale è che l'universo si sta espandendo rapidamente in quest'epoca: esso raddoppia le sue dimensioni ogni pochi secondi mentre oggi, dopo 15 miliardi di anni dall'istante zero, sarebbero necessari altri 18 miliardi di anni per raddoppiarle. Ciò mostra come l'espansione dell'universo giochi un ruolo dinamico fondamentale nei primi istanti mentre oggi ha perso certamente di importanza.

Per fondere assieme due o più particelle è quindi necessario vincere la tendenza all'espansione: per formare un nucleo di elio, il secondo elemento della tavola periodica vanno fusi assieme due protoni e due neutroni: in totale quattro particelle. Fortunatamente esiste un nucleo, il deuterio, costituito da un protone e da un neutrone con una energia di legame di circa 2,2 MeV. Quando la temperatura cade al di sotto di tale valore (ad ogni valore di temperatura si può associare anche una corrispondente energia) diviene possibile combinare protoni e neutroni e formare nuclei di deuterio. Conseguentemente, due nuclei di deuterio, possono quindi formare un nucleo di elio. Ne segue che i primi elementi oltre l'idrogeno debbano essere il deuterio e l'elio.

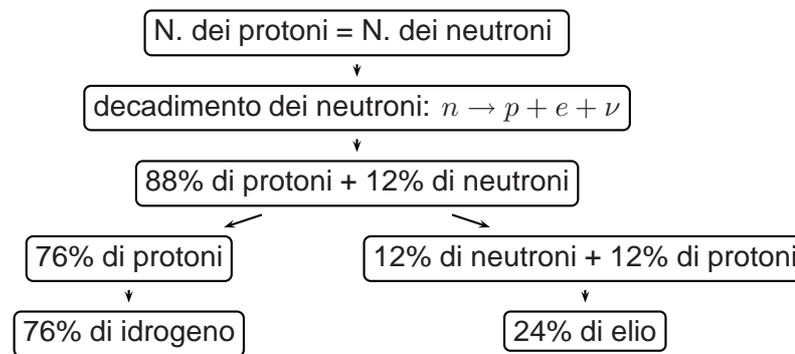


Figura 33: Abbondanze percentuali della massa totale di idrogeno e dell'elio.

14.7 Nucleoni e deuterio

È importante chiarire come questi elementi si possano produrre. Notiamo che l'energia di legame dell'elio è pari a 28,3 MeV mentre quella del deuterio è solo 2,2 MeV cosicché risulta favorita la fusione di tutto il deuterio in elio. E difatti grossomodo è ciò che avviene. A causa però dell'espansione dell'universo il processo non riesce a completarsi e una piccola frazione (circa una parte su 10.000) di deuterio sopravvive alla conversione in elio. Anzi tanto minore è la densità dei nucleoni (protoni e neutroni) tanto maggiore è la frazione di deuterio che sopravvive. Così con la stima della quantità di deuterio prodotto nel primo universo, possiamo delimitare la quantità di materia nucleare presente nell'universo stesso.

Il deuterio è un nucleo abbastanza fragile ed è facilmente distrutto durante l'evoluzione stellare. Così il deuterio che viene rilevato dev'essere un "relicto" del primo universo. Allora, le osservazioni danno un limite inferiore alla quantità di deuterio prodotto nel primo universo (cioè potrebbe esserne stato prodotto di più ma certamente non di meno). Le stime suggeriscono che questa quantità sia almeno di 1 parte su 10.000 e i calcoli teorici indicano che tale abbondanza è possibile solo se la quantità totale di nucleoni nell'universo sia 10^{-30} g/cm³. Se l'abbondanza di deuterio è maggiore, allora il numero di nucleoni dev'essere minore. Ne segue che il limite inferiore per l'abbondanza osservata di deuterio porta ad un limite superiore per la quantità di nucleoni presente nell'universo. Vediamo come questo risultato abbia delle importanti implicazioni.

Consideriamo ora la quantità di elio che dovrebbe essere stato prodotto nel primo universo. Poiché ogni nucleo di elio contiene due protoni e due neutroni, è necessaria la medesima quantità di protoni e neutroni per formare i nuclei di questo elemento. Se l'universo ha precisamente eguali quantità di protoni e neutroni, allora tutti questi nucleoni possono partecipare alla formazione dell'elio. Se per qualche ragione c'è un minor numero di neutroni, allora questi neutroni si possono combinare con un eguale numero di protoni, per formare una certa frazione di nuclei di elio e i rimanenti protoni formeranno quindi solo nuclei d'idrogeno. Così la frazione dell'elio che viene sintetizzata nel primo universo dipende dal rapporto delle densità numeriche dei neutroni e protoni.

Originariamente, nei primissimi istanti dell'universo, le due densità dovevano essere uguali. Comunque, al trascorrere del tempo, la densità dei neutroni deve diminuire paragonata a quella dei protoni e ciò perché i neutroni liberi nell'universo non sono particelle stabili ma decadono trasformandosi a loro volta in un protone, un elettrone e un neutrino ν (più propriamente, un antineutrino) secondo la reazione $n \rightarrow p + e + \nu$. A causa di questo decadimento, la densità dei neutroni decresce gradualmente cosicché, quando l'universo si è raffreddato a sufficienza, si ritiene che il rapporto delle densità di neutroni con quella dei protoni sia di 12 a 88. In altre parole vi dovrebbe essere il 12% di massa neutronica mentre l'88% di massa dovuta ai protoni. Allora, su 100 nucleoni, 12 neutroni si combineranno con 12 protoni per formare l'elio e i rimanenti 76 protoni finiranno per diventare dei nuclei di idrogeno. Ne segue che il 24% della massa sarà nella forma di nuclei di elio, mentre il 76% sarà costituito da idrogeno (fig. 33).

In linea di principio, si potrebbe obiettare che potrebbero prodursi pure elementi più pesanti dell'elio seguendo altre reazioni nucleari. In pratica però, non è facile sintetizzare questi nuclei atomici in quantità rilevanti, principalmente perché l'espansione ostacola la fusione di un sufficiente numero di protoni e neutroni. Nelle stelle invece questo diviene possibile in quanto possono mantenere per milioni di anni una temperatura elevata nelle regioni del nucleo, cosa ben diversa in un universo che si sta rapidamente raffreddando. Dettagliati calcoli teorici mostrano che solo l'elio viene prodotto in quantità rilevanti mentre rimarranno solo in traccia elementi come il deuterio e altri più pesanti.

La conclusione descritta sopra è la *predizione chiave del modello cosmologico standard*. In accordo a questo modello, solo l'idrogeno e l'elio sono stati prodotti nel primo universo. Tutti gli altri elementi, a noi familiari, devono essere stati sintetizzati altrove e, per quanto detto sull'evoluzione stellare, sappiamo che ciò avviene nel nucleo delle stelle, unici luoghi dove la temperatura è sufficientemente elevata.

Al trascorrere del tempo, l'universo continua ad espandersi e a raffreddarsi. Abbastanza curiosamente, non succede più nulla di grande importanza fino all'età di 400.000 anni, quando la temperatura raggiunge i 3000 gradi Kelvin. A questa temperatura, la materia attraversa una transizione di fase e passa dallo stato di plasma all'ordinario stato gassoso, con gli elettroni e ioni legati assieme per formare i normali atomi di idrogeno ed elio. Quando questi atomi si sono formati, i fotoni cessano di interagire con la materia e iniziano a fluire liberamente nello spazio. La materia quindi, da opaca che era, diviene trasparente ai fotoni. Quando l'universo si espande di un altro fattore 1000, la temperatura di questi fotoni cade a circa 3 Kelvin. Di conseguenza noi oggi dovremmo rilevare una radiazione attorno a noi con una temperatura prossima ai 3 Kelvin.

E in effetti, una tale radiazione si rileva ed è quella già accennata del fondo a microonde, corrispondente alla temperatura di 2,7 K e scoperta nel 1965 da Arno Penzias e Robert Wilson. Gli studi sulla distribuzione di tale radiazione hanno evidenziato la sua notevole uniformità spaziale (isotropia) e hanno confermato la sua origine cosmologica, quale relitto delle prime fasi dell'universo. Come vedremo più avanti, le osservazioni correlate a questa radiazione giocano un ruolo vitale nel discriminare tra modelli cosmologici diversi.

15 Evoluzione

La descrizione dell'universo data nella precedente sezione contiene le caratteristiche meglio comprese della cosmologia convenzionale. La descrizione parte da un universo "vecchio" di 1 secondo fino a giungere all'età di 400.000 anni. Benché questa sia un'impresa significativa, essa lascia ancora aperte tre questioni:

1. che cosa succede prima di un secondo?
2. Che cosa avviene all'universo tra l'età di 400.000 anni ed ora?
3. Che cosa succederà all'universo nel futuro?

La prima di queste domande è di difficile soluzione e ha portato a molte speculazioni teoriche e quindi ad una proliferazione di teorie, gran parte delle quali ancora prive di supporti sperimentali significativi. Pertanto non intendiamo inoltrarci in quest'ambito, ancora del tutto speculativo. Delle rimanenti due domande, intendiamo sviluppare la terza e cioè vorremmo conoscere l'evoluzione futura dell'universo. L'espansione continuerà ancora per sempre? Oppure essa raggiungerà un massimo e quindi sarà seguita da una contrazione?

Si dice spesso che ciò che sale deve poi discendere. L'attrazione che la gravità esercita su un corpo scagliato verso l'alto ne frena la corsa e lo riconduce a terra. Non sempre, però! Se il corpo si muove a una certa velocità, può sfuggire del tutto alla gravità terrestre e immettersi nello spazio per non ritornare mai più. La "velocità di fuga" critica è di circa 11 km/s. Questo valore critico dipende dalla massa della Terra e dal suo raggio.

Dato un corpo avente una determinata massa, quanto più piccole sono le sue dimensioni, tanto più grande è la sua gravità in superficie. Sfuggire al sistema solare significa vincere la forza di gravità del Sole: la velocità di fuga richiesta è di 618 km/s. Anche per sfuggire alla Via Lattea è necessaria una velocità di alcune centinaia di km/s. All'altro estremo, la velocità richiesta per sfuggire a un oggetto così compatto come una stella di neutroni è di decine di migliaia di km/s; quella per sfuggire a un buco nero coincide con la velocità della luce.

E per sfuggire all'intero universo? L'universo, per la stessa sua definizione, non può avere un confine dal quale si possa evadere; ma se immaginiamo che lo abbia e che esso si trovi al limite estremo delle osservazioni attuali (cioè a una distanza di circa 15 miliardi di anni luce da noi), allora la velocità di fuga sarebbe pressapoco equivalente alla velocità della luce. È un risultato molto significativo, perché le galassie più lontane sembrano allontanarsi da noi a una velocità molto vicina a quella della luce. A prima vista, le galassie sembrano allontanarsi così velocemente da poter addirittura "sfuggire" all'universo, o per lo meno fuggire l'una dall'altra per non tornare indietro.

L'universo in espansione, anche se non esiste un suo limite ben definito, si comporta in modo assai simile a quello di un corpo scagliato dalla Terra nello spazio. Se la velocità di espansione è abbastanza elevata, le galassie in fuga riusciranno a vincere la gravità complessiva di tutta la restante materia dell'universo, e l'espansione continuerà in eterno. Se invece, il tasso di espansione è molto basso, l'espansione a un certo punto finirà e l'universo comincerà a contrarsi. Le galassie allora potrebbero "tornare indietro" e il risultato finale sarà una catastrofe di proporzioni cosmiche: il collasso dell'universo.

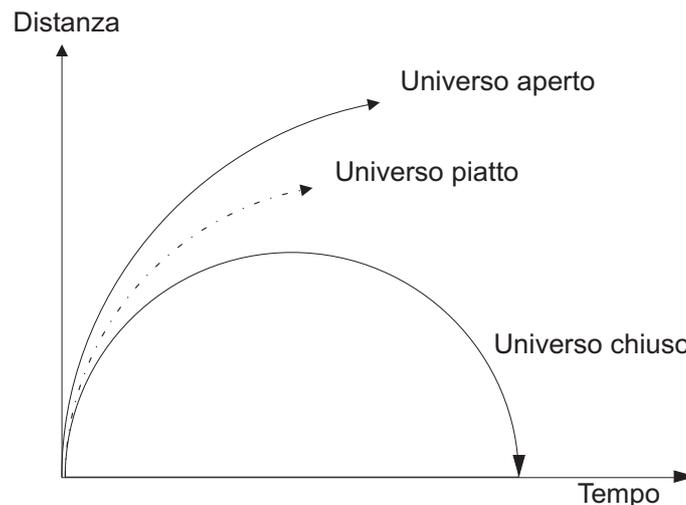


Figura 34: Espansione dell'universo e possibili scenari.

Quale di questi scenari (fig. 34) si verificherà? La risposta dipende dal confronto fra due numeri. Da un lato vi è il tasso di espansione, dall'altro l'attrazione gravitazionale complessiva dell'universo, cioè il peso dell'universo stesso. Quanto più grande è l'attrazione, tanto più velocemente l'universo deve espandersi per vincerla. Gli astronomi possono misurare direttamente la velocità di espansione osservando lo spostamento verso il rosso delle righe spettrali; ma la risposta è ancora controversa. La seconda quantità – il peso dell'universo – è ancora più problematica.

15.1 Pesare l'universo

Come pesare l'universo? In altre parole, la massa complessiva dell'universo qual'è? La teoria cosmologica standard dice che la densità critica della materia è di circa 5×10^{-30} g/cm³: se la densità reale dell'universo

è maggiore di tale valore allora l'espansione avrà termine e sarà seguita da una contrazione. Al contrario, l'espansione non avrà mai termine se la densità effettiva risultasse minore di quella critica. Quindi la domanda diventa: la densità dell'universo è maggiore o minore di quella critica?

È relativamente facile dare una risposta parziale alla domanda in quanto è possibile stimare approssimativamente la quantità di materia che esiste nelle galassie, negli ammassi di galassie, ... purché questa materia "si veda" ossia emetta della radiazione elettromagnetica in una qualche zona dello spettro: nel visibile, nei raggi X o anche nella banda delle onde radio. Il risultato cui si giunge è che la densità totale dovuta a questi oggetti è circa un decimo di quella critica. Così se tutta la materia fosse "visibile", allora l'universo si dovrebbe espandere per sempre.

Sfortunatamente, questa stima non tiene conto che *non tutta la materia che esiste nell'universo è visibile*. Oramai vi è la consapevolezza che il gas e le stelle che si osservano nel cosmo costituiscano solo una frazione minuscola della massa totale di tutte le strutture su grande scala nell'universo, a partire dalle galassie in su. Il gas e le stelle potrebbero essere solo i "traccianti" della materia che domina i campi gravitazionali di queste strutture.

15.2 La materia oscura

La prova dell'esistenza della materia oscura risale ormai a più di sessant'anni fa, quando Fritz Zwicky si accorse che la somma della massa di tutte le galassie visibili nell'ammasso della Chioma di Berenice era di gran lunga insufficiente a tenere legate da reciproca attrazione gravitazionale le singole componenti dell'ammasso. Successivamente, Zwicky trovò discrepanze simili studiando i moti delle galassie all'interno di altri ammassi. Questi ammassi sono costituiti da centinaia o da migliaia di componenti, tenute assieme dalla mutua attrazione gravitazionale delle galassie stesse, nonché della materia (visibile o oscura) che eventualmente si trova tra esse: perché l'ammasso rimanga legato gravitazionalmente le velocità delle galassie devono essere compatibili con la quantità complessiva di materia presente nel sistema. Zwicky scoprì che le velocità delle galassie erano molto più alte di quanto previsto. In altre parole, la quantità di materia contenuta nell'ammasso doveva essere molto più grande (di un fattore 10-100) di quanto stimato sommando le masse delle singole galassie, assumendo per esse valori plausibili del rapporto tra massa e luminosità.

Ulteriori evidenze a favore dell'esistenza di materia oscura vennero raccolte negli anni settanta, e in particolar modo verso la fine di quel decennio, con attenti studi del moto di rotazione della nostra Galassia e delle galassie a spirale. Infatti, come il moto dei pianeti attorno al Sole segue le leggi di Keplero, secondo le quali le velocità di rotazione dei pianeti diminuiscono progressivamente allontanandosi dal Sole, così la velocità di rotazione su se stesse delle galassie (misurata dagli spostamenti Doppler delle righe spettrali della radiazione radio a 21 cm emessa dall'idrogeno) dovrebbe diminuire nelle regioni periferiche, a grande distanza dal centro. Il caso delle galassie è più complesso che il caso del sistema solare, dove la massa è praticamente tutta concentrata al centro, nel Sole. Tuttavia, anche per le galassie, in cui la materia è distribuita attraverso il sistema, le velocità di rotazione dovrebbero diminuire rapidamente verso l'esterno. Quello che invece si trovò fu che le velocità rimanevano più o meno costanti a grande distanza dal centro e a volte ben al di là del limite visibile delle galassie (fig. 35).

Tutto ciò portò ad una conclusione sorprendente ossia ad ipotizzare l'esistenza di enormi aloni di materia oscura (contenenti anche dieci volte più materia della galassia stessa) che dovevano circondare il disco visibile delle galassie, così da produrre una curva di rotazione compatibile con quella osservata. Fu dimostrato teoricamente che le galassie a spirale, come la nostra, senza tali aloni sarebbero risultate intrinsecamente instabili e quindi avrebbero potuto mantenere l'attuale aspetto soltanto per tempi molto brevi. Quindi, nella stessa Via Lattea vi dovrebbe essere una massa invisibile dieci volte superiore a quella costituita dai gas e dalle stelle. Studi eseguiti su diversi tipi di galassie hanno ripetutamente confermato questo risultato: tutte le galassie possiedono un esteso alone di materia oscura attorno ad esse e la parte visibile, fatta di stelle e gas costituisce solo una piccola frazione. Ne segue che la responsabile per le forze gravitazionali e la dinamica

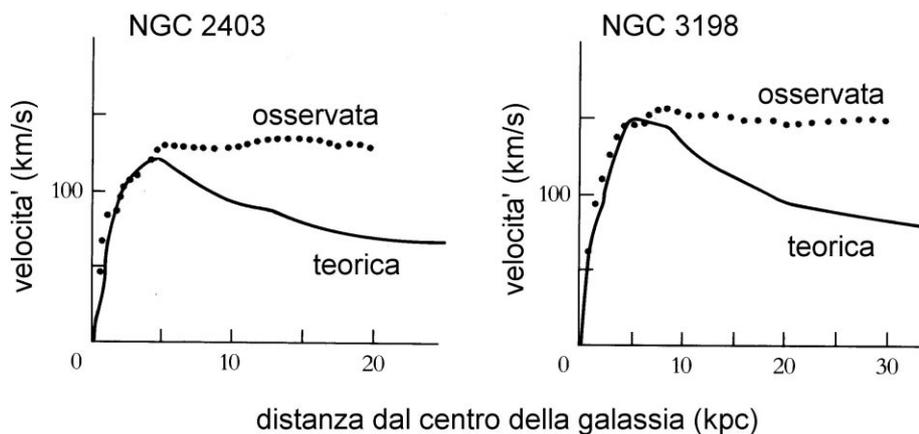


Figura 35: Velocità osservate e teoriche per due galassie.

di una galassia è la materia oscura piuttosto che la parte di materia visibile. In aggiunta, come lo studio sulla distribuzione delle nubi di idrogeno nelle galassie ha dimostrato, spesso l'alone di materia oscura supera di diverse volte il confine della parte visibile suggerendo ancora una volta che la componente visibile della massa sia solo una piccola frazione immersa nel mezzo di una vasta struttura di materia oscura.

Come già detto, alla scala degli ammassi galattici, sembrano necessarie concentrazioni da 10 a 100 volte più cospicue di materia oscura di quelle che si misurano nelle galassie. A scala ancora maggiore il contributo della materia oscura sembra essere circa la metà di quanto richiesto perché l'universo possa contrarsi. Ad ogni modo le osservazioni suggeriscono che la densità della materia oscura vada aumentando mano a mano che si aumenta la scala delle strutture: alcune stime portano a supporre che più del 95% della materia sia "oscura" e che quindi non emetta radiazione elettromagnetica. È allora possibile che la quantità totale di materia oscura contenuta nell'universo sia sufficiente per invertire la sua espansione.

15.3 Di che cosa è fatta?

A prima vista si potrebbe dire che la materia oscura debba essere costituita dalle particelle tipiche della materia ordinaria cioè protoni e neutroni o, come si usa, sia nella cosiddetta forma "barionica". Queste particelle potrebbero essere presenti in stelle troppo poco massicce per innescare reazioni nucleari nei loro nuclei. La massa di queste stelle, dette *nane brune*, dovrebbe essere minore di $0,07 M_{\odot}$: in tal caso esse risulterebbero così deboli da eludere le normali tecniche astronomiche di rilevazione. Comunque, anche supponendo l'esistenza di questa nuova classe di stelle, è difficile giustificare tutta la materia oscura. Difatti per quanto osservato circa l'abbondanza del deuterio, è possibile porre condizioni abbastanza restrittive alla densità numerica dei nucleoni presenti nell'universo. Questo limite implica che i nucleoni della materia non siano superiori al 10% della densità totale necessaria per "chiudere" l'universo, cioè per fermare la sua espansione. Ciò getta seri dubbi sulla possibilità che forma di materia possa render conto di tutta la materia oscura esistente nelle galassie e negli ammassi; di sicuro essa non può giustificare tutta quella che pervade le più grandi strutture dell'universo, i superammassi di galassie.

Questa considerazione ha portato a congetturare che gran parte della materia oscura abbia una forma diversa, "non barionica", consistendo probabilmente di particelle fondamentali assenti nella materia ordinaria. Il candidato più ovvio è il neutrino. I neutrini sono particelle esistenti in tre specie diverse (si veda parag.3.1, pag.9), la cui massa non è nota, sebbene si sappia che deve essere sicuramente molto minore di quella degli elettroni. In base al modello cosmologico standard, in media dovrebbero esserci 100 milioni di neutrini di ciascun tipo per ogni metro cubo di spazio. Poiché i neutrini sono enormemente più numerosi dei nucleoni (per un fattore di circa 10^8), non occorrerebbe che essi abbiano una grande massa per ricoprire

un ruolo importante nella dinamica del cosmo: sarebbero infatti in grado di “chiudere” l’universo anche se la loro massa fosse solo un decimillesimo di quella di un elettrone.

I neutrini non sono l’unico possibile candidato per la materia oscura. Diversi modelli teorici delle particelle postulano l’esistenza di particelle più “esotiche” chiamate *WIMP*, dotate di masse molto maggiori di quella del protone ma molto meno abbondanti. Queste classe di particelle non è comunque stata ancora rivelata mentre il neutrino è senza dubbio una particella esistente. Le teorie che prevedono le *WIMP* sono pertanto ancora solo speculative.

Soluzione? Allo stato attuale delle conoscenze non è ancora possibile stimare con ragionevole certezza la massa della materia oscura: di conseguenza non possiamo nemmeno dire se l’universo si espanderà per sempre, oppure no. Solo recentemente, all’inizio del giugno ’98, un gruppo di fisici giapponesi ha comunicato l’esito di un esperimento (il Superkamiokande), svolto appunto nella miniera di Kamioka alla profondità di 1.000 metri. Osservando i neutrini prodotti dai raggi cosmici all’impatto con l’atmosfera, in particolare quelli provenienti dalla parte opposta rispetto al laboratorio, dopo che avevano attraversato tutto il nostro pianeta, si è potuta evidenziare una carenza di neutrini muonici rispetto alle previsioni. Questa carenza, all’apparenza insignificante, è invece la conferma di un fenomeno già previsto negli anni sessanta da Bruno Pontecorvo, la cosiddetta oscillazione dei neutrini: occasionalmente un neutrino può trasformarsi in un altro neutrino, per ragioni ancora ignote; ma un fenomeno di questo genere può avvenire soltanto ammettendo che i neutrini abbiano massa non nulla. Non è ancora possibile determinare direttamente il valore della massa del neutrino ma l’esperimento fornisce comunque un risultato importante e cioè che *il neutrino ha massa non nulla*. Il prossimo futuro potrebbe porre il neutrino come il probabile costituente primario della materia oscura: staremo a vedere.

16 Gli ultimi 3 minuti

La predizione è difficile, specialmente del futuro. – Niels Bohr –

L’intera storia dell’universo è la storia di come la gravità gradualmente soverchia tutte le altre forze di natura. In primo luogo essa deve contrastare l’espansione cosmica originaria: poiché alcune parti dell’universo iniziano la loro esistenza in condizioni di densità leggermente superiori alla media, oppure si espandono a una velocità leggermente inferiore alla media, esse si condensano poi in strutture tenute insieme dall’autogravità. I sistemi che si condensano successivamente diventano protogalassie, nelle quali il gas viene gradualmente trasformato dalle successive generazioni di stelle. Nelle singole stelle, la gravità è bilanciata dalla pressione e dall’energia nucleare; le stelle di piccola massa, una volta esaurito il loro combustibile, possono sopravvivere come nane bianche o stelle di neutroni, ma le ceneri degli astri più massicci devono necessariamente collassare in un buco nero. Questi buchi neri sono difficili da rivelare, a meno che non facciano parte di un sistema binario nel quale una stella normale garantisce un adeguato rifornimento di combustibile: in tal caso li vediamo grazie alla loro intensa emissione nei raggi X. Nei centri delle galassie, processi su scale inimmaginabili conducono alla formazione di buchi neri supermassicci, i quali talvolta si manifestano sviluppando la prodigiosa luminosità dei quasar o anche lanciando nello spazio i poderosi getti rivelati nelle radioonde.

La quantità di materia imprigionata nei buchi neri continuerà a crescere anche nel futuro cosmico di lungo periodo: inevitabilmente se ne formeranno sempre di più, e quelli esistenti continueranno a crescere attraverso la cattura di gas, di radiazione e, nel caso dei buchi supermassicci, persino di intere stelle.

16.1 Un universo aperto: la “morte termica” rivisitata

Ma che cosa possiamo dire del destino ultimo dell’universo intero? Ogni singola particella esistente esercita una forza gravitazionale su tutto ciò che la circonda e decelera l’espansione cosmica. Le previsioni a lungo

termine dipendono, come abbiamo evidenziato nella precedente sezione, dal valore della densità media dell'universo: se cioè c'è abbastanza materia oscura da raggiungere la densità critica necessaria per fermare l'espansione e, magari, addirittura, per ribaltarla. Se la densità media fosse maggiore di circa 5 atomi per metro cubo (il valore esatto dipende da quello della costante di Hubble), la gravità riuscirebbe alla fine a bloccare l'espansione, e l'universo sarebbe destinato a ricollapsare.

Su tali questioni le opinioni tra i cosmologi sono varie e mutevoli, ma pare che la maggioranza sia orientata a credere che nell'universo *non ci sia abbastanza materia* da fermare l'espansione, la quale verrebbe sì inesorabilmente rallentata, ma mai arrestata del tutto. Solo di recente i cosmologi si sono resi conto pure che la prevista “morte termica” dell'universo ossia lo stato futuro di massima entropia previsto in base al secondo principio della termodinamica (v. 4.1) potrebbe non aver luogo. L'entropia dell'universo continuerà ad aumentare, ma la massima entropia che esso può avere in ogni determinato istante aumenterà ancora più velocemente. Perciò il divario fra la massima entropia possibile e la reale entropia dell'universo si allarga continuamente, come mostra la fig. 36. Ciò significa che l'universo si allontanerà sempre più da quella situazione di equilibrio, con massima entropia possibile, che abbiamo indicato come “morte termica” dell'universo. Questa comunque, per qualche cosmologo, potrebbe configurarsi come un miscuglio straordinariamente diluito di fotoni, di neutrini e di un numero decrescente di elettroni e di positroni, i quali, con lentezza, si allontaneranno sempre più gli uni dagli altri. In base a questa visione, non dovrebbe prodursi alcun evento significativo, atto a interrompere la ‘tetra’ sterilità di un universo che ha compiuto il suo corso.

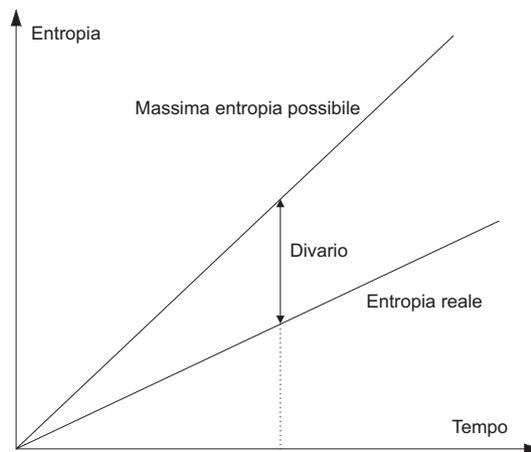


Figura 36: Rappresentazione della concezione moderna della “morte termica”.

Se poi andiamo a stimare l'attuale entropia dell'universo, si scopre che essa è ancora incredibilmente bassa. Il cosmo, che pur si espande da 15 miliardi d'anni con un continuo aumento della sua entropia, sembra che si trovi sempre in uno stato ancora molto ordinato. È questo un vero enigma che comunque certamente mette in evidenza l'incompletezza dei calcoli sul valore attuale dell'entropia e, aggiungiamo noi, il carattere di congetture di questi scenari futuri.

16.2 Un universo chiuso: gli ultimi tre minuti

Nel caso opposto, qualora l'universo dovesse, da ultimo, cominciare a contrarsi, l'esito finale sarebbe ben diverso. I primi stadi della contrazione cosmologica non saranno affatto minacciosi. Come una palla che abbia raggiunto il culmine della sua traiettoria, l'universo comincerà a contrarsi molto lentamente. Supponiamo che il punto più alto venga raggiunto in un tempo di 100 miliardi di anni. Per il fatto che la luce impiega molti miliardi di anni per attraversare il cosmo, fra 100 miliardi di anni, i ‘futuri’ astronomi non

vedranno immediatamente la contrazione. Solo dopo alcune decine di miliardi di anni risulterà evidente una contrazione sistematica. Più facilmente riconoscibile sarà una sottile variazione della temperatura di quel residuo di big bang che è la radiazione cosmica di fondo.

Questa radiazione di fondo ha attualmente una temperatura di circa tre gradi al di sopra dello zero assoluto (3 K) e si raffredda via via che l'universo si espande. In cento miliardi di anni la temperatura sarà discesa fino a circa 1 K. Essa precipiterà quando l'espansione avrà toccato il punto più alto: non appena avrà inizio la contrazione, la temperatura comincerà a salire di nuovo e ritornerà a 3 K quando l'universo, contraendosi, avrà raggiunto la densità che ha oggi. Ci vorranno, per questo, altri cento miliardi di anni: l'ascesa e la caduta dell'universo sono approssimativamente simmetriche nel tempo. L'universo non crollerà dal giorno alla notte. Per decine di miliardi di anni i nostri discendenti saranno in grado di vivere bene la loro vita, anche dopo l'inizio della contrazione. La situazione non sarà, tuttavia, così rosea se la svolta dovesse avvenire dopo un tempo molto più lungo, per esempio fra un trilione di trilioni di anni. In tal caso, le stelle si saranno spente prima che l'espansione cosmica abbia toccato il culmine.

Quale che sia il momento, misurato in anni a partire da oggi, nel quale avverrà la svolta, dopo lo stesso numero di anni l'universo avrà riacquisito le sue proporzioni odierne. Ma il suo aspetto sarà molto diverso. Anche se la svolta dovesse avvenire fra 100 miliardi di anni, vi saranno molti più buchi neri e molte meno stelle di oggi. I pianeti abitabili saranno tenuti in grande considerazione. Nel tempo che l'universo impiegherà per ritornare alle sue presenti proporzioni, esso si contrarrà molto velocemente, dimezzando le sue dimensioni in circa tre miliardi e mezzo di anni e accelerando sempre più questo processo. Il bello comincerà, tuttavia, dopo circa dieci miliardi di anni dalla svolta, allorché l'aumento di temperatura della radiazione cosmica di fondo sarà diventato una seria minaccia. Quando la temperatura fosse arrivata a circa 300 K, un pianeta come la Terra troverebbe difficoltà a liberarsi dal calore; comincerebbe a riscaldarsi in modo continuo. Dapprima si scioglierebbero le calotte polari e i ghiacciai, poi comincerebbero a evaporare gli oceani. Quaranta milioni di anni più tardi, la temperatura della radiazione cosmica di fondo raggiungerebbe la temperatura media odierna della Terra. Pianeti simili alla Terra diventerebbero del tutto inospitali. Naturalmente, la nostra Terra avrebbe già subito tale destino, perché il Sole, espandendosi, sarebbe diventato una gigante rossa; ma per i nostri eventuali discendenti non vi sarebbe alcun altro luogo dove andare, alcun rifugio sicuro. La radiazione cosmica riempirebbe l'intero universo. Tutto lo spazio avrebbe una temperatura di 200 K, destinata ad aumentare ancora. Le galassie ancora esistenti non sarebbero più riconoscibili, perché si sarebbero ormai fuse tra loro. Invece, rimarrebbe ancora una grande quantità di spazio vuoto: le collisioni fra singole stelle sarebbero rare. Le condizioni dell'universo, nel suo progressivo avvicinarsi alla fase finale, diventerebbero sempre più simili a quelle che prevalsero poco dopo il big bang. Alla fine, la radiazione cosmica di fondo diventerà così intensa che il cielo notturno brillerà di una cupa luce rossa. L'universo si trasformerà in una gigantesca fornace cosmica che brucerà ogni fragile forma di vita, dovunque essa possa nascondersi, e spoglierà i pianeti della loro atmosfera.

A poco a poco, la luce rossa si trasformerà, in gialla e poi in bianca, finché l'implacabile radiazione termica diffusa in tutto l'universo minaccerà l'esistenza stessa delle stelle. Incapaci di irradiare all'esterno la loro energia, le stelle accumuleranno al proprio interno un calore sempre maggiore e alla fine esploderanno. Lo spazio si riempirà di gas incandescente (il plasma), brillando di luce sempre più fiammeggiante e diventando sempre più caldo. Via via che la velocità del cambiamento aumenta, le condizioni diventano sempre più estreme. L'universo comincia a mostrare notevoli cambiamenti dopo centomila anni, poi dopo mille, poi dopo cento anni, accelerando il suo moto verso la catastrofe totale. La temperatura aumenta fino a raggiungere milioni, poi miliardi di gradi. La materia che oggi occupa vaste regioni dello spazio si restringe in minuscoli volumi. La massa di una galassia occupa uno spazio di soli pochi anni luce di diametro.

Scoccano gli ultimi tre minuti.

La temperatura, infine, aumenta a un punto tale che gli stessi nuclei atomici si disintegrano. La materia si riduce a un "brodo" uniforme di particelle elementari. L'opera del big bang e di generazioni di stelle che hanno creato gli elementi chimici pesanti viene disfatta in un tempo inferiore a pochi minuti. I nuclei atomi-

ci, le strutture stabili che esistono forse da miliardi di miliardi di anni, vengono inesorabilmente frantumati. A eccezione dei buchi neri, tutte le altre strutture finiscono con l'essere annientate. L'universo presenta un aspetto di elegante, e sinistra, semplicità. Gli restano solo pochi secondi di vita. Mentre il cosmo collassa sempre più velocemente, la temperatura aumenta senza limiti a un ritmo sempre più frenetico. La materia viene compressa così fortemente che i protoni e i neutroni non esistono più in quanto tali: esiste solo un "brodo" di quark. E il collasso diventa ancora più rapido. La scena è ormai pronta per la catastrofe cosmica finale, che si verifica pochi microsecondi dopo. I buchi neri cominciano a fondersi gli uni con gli altri; le loro regioni interne differiscono ben poco dallo stato di collasso generale dell'universo. Esse sono ormai mere regioni spazio-temporali che sono arrivate alla fine pochissimo tempo prima e sono ora raggiunte dal resto del cosmo.

Negli istanti finali la gravità diventa la forza dominante in senso assoluto, che schiaccia inesorabilmente la materia e lo spazio. La curvatura dello spazio-tempo aumenta in modo sempre più rapido. Sempre più vaste regioni dello spazio vengono compresse entro volumi sempre più piccoli. Secondo la teoria convenzionale, l'implosione diventa infinitamente forte, schiacciando tutta la materia e annientando ogni realtà fisica, compresi lo spazio e il tempo, in una singolarità spazio-temporale.

È la fine. Il *Big Crunch*, il "grande stritolamento", nella misura in cui siamo in grado di intenderlo, non è soltanto la fine della materia. È la fine di tutto. Poiché il tempo stesso finisce al momento del Big Crunch, è privo di significato domandarsi che cosa possa accadere dopo, così come è privo di significato chiedersi che cosa accadeva prima del big bang. Non esiste nessun "dopo" nel quale possa accadere alcunché: non vi è nessun tempo neppure per l'inattività, nessuno spazio neppure per il vuoto. Un universo nato dal nulla al momento del big bang scomparirà nel nulla al momento del Big Crunch: dei suoi gloriosi miliardi e miliardi di anni di vita non resterà neppure il ricordo.

Dovremmo lasciarci deprimere da una simile prospettiva? Che cos'è peggio, un universo che lentamente degenera e si espande incessantemente verso uno stato di freddo vuoto e di tenebra, o un universo che implode e finisce nel più totale oblio? E quali speranze di immortalità abbiamo attualmente, in un universo destinato a finire nel tempo?

Quando noi uomini diamo inizio consapevolmente a un progetto, abbiamo in mente uno scopo specifico. Se l'obiettivo non viene raggiunto, il progetto è fallito (anche se l'esperienza può non essere stata inutile). Se invece, l'obiettivo viene conseguito, il progetto è realizzato e l'attività cessa.

Se l'universo ha uno scopo, e lo consegue, allora esso deve finire, perché una sua ulteriore esistenza nel tempo sarebbe gratuita e priva di senso. Se invece, l'universo è eterno, è difficile immaginare che esso abbia uno scopo qualsiasi. Perciò, la morte del cosmo potrebbe essere il prezzo da pagare per il successo cosmico. Oggi, possiamo tutt'al più sperare che i nostri discendenti arrivino a conoscere lo scopo dell'universo prima che scadano gli ultimi tre minuti.

*L'ottimista pensa che questo sia il migliore dei mondi possibili;
e il pessimista sa che è vero.*

Robert Oppenheimer

Riferimenti bibliografici

- [1] B. Zuckerman, M. Malkan. *The origin and evolution of the Universe*. Jones and Bartlett Publishers. 1996
- [2] John A. Wheeler. *Gravità e spazio-tempo*. Zanichelli. 1993.
- [3] M. Begelmann, M. Rees. *L'attrazione fatale della gravità*. Zanichelli. 1997.
- [4] James Kaler. *Stelle*. Zanichelli. 1995.
- [5] Piero Tempesti. *Pulsar*. Biroma. 1997.
- [6] Alan Lightman. *Tempo di stelle*. Sansoni. 1997.
- [7] Paul Davies. *Gli ultimi tre minuti*. Sansoni. 1995.
- [8] John Barrow. *Le origini dell'Universo*. Sansoni. 1995.
- [9] Steven Weinberg. *I primi tre minuti*. Mondadori. 1977.
- [10] T. Padmanabhan. *After the first three minutes*. Cambridge University Press. 1998.
- [11] M. Bergamaschini, P. Marazzini, L. Mazzoni. *Quanti, Particelle, Cosmologia*. Carlo Signorelli Editore. 1997.

Dai testi [1], [3], [7], [8], [10] sono stati tratti, per la redazione di queste dispense, brani anche significativi. Ai precedenti vanno infine aggiunti numerosi articoli pubblicati dalla rivista *Le Scienze*.